N° D'ENREGISTREMENT
AU C. N. R. S.
A. O. 1032

ARTICLE PRINCIPAL

Recouvrant en tout

LA THÈSE DE DOCTORAT ÈS SCIENCES PHYSIQUES

PRÉSENTÉE

A LA FACULTÉ DES SCIENCES DE PARIS

PAR

François SPITE

POUR OBTENIR LE GRADE DE

DOCTEUR ÈS-SCIENCES

Sujet de la Thèse : Méthode quantitative de classification tri-dimensionnelle d'étoiles froides. Applications.

Soutenue le 25 juin 1966 devant la Commission d'examen :

MM. SCHATZMAN *Président.*

LEQUEUX
CAYREL } *Examinateurs.*
CHALONGE

ÉDITIONS DU CENTRE NATIONAL DE LA RECHERCHE SCIENTIFIQUE
15, Quai Anatole-France
PARIS 7e

N° D'ENREGISTREMENT
AU C. N. R. S.
A. O. 1032

ARTICLE PRINCIPAL

Recouvrant en tout

LA THÈSE DE DOCTORAT ÈS SCIENCES PHYSIQUES

PRÉSENTÉE

A LA FACULTÉ DES SCIENCES DE PARIS

PAR

François SPITE

POUR OBTENIR LE GRADE DE

DOCTEUR ÈS-SCIENCES

Sujet de la Thèse : Méthode quantitative de classification tri-dimensionnelle d'étoiles froides. Applications.

Soutenue le 25 juin 1966 devant la Commission d'examen :

MM. SCHATZMAN *Président.*
LEQUEUX
CAYREL } *Examinateurs.*
CHALONGE

ÉDITIONS DU CENTRE NATIONAL DE LA RECHERCHE SCIENTIFIQUE
15, Quai Anatole-France
PARIS 7e

UNIV.
LEIDEN
BIBL.
Digitized by the Internet Archive
in 2026
https://archive.org/details/IA41546821_0055

MÉTHODE QUANTITATIVE DE CLASSIFICATION TRI-DIMENSIONNELLE D'ÉTOILES FROIDES. APPLICATIONS

François SPITE

Observatoire de Paris-Meudon.

RÉSUMÉ. — *On a effectué les mesures des profondeurs centrales d'une vingtaine de raies fortes sur les spectres à petite dispersion d'une centaine d'étoiles. Ces mesures dépendent essentiellement de la température effective* T_{eff} *de la gravité* g *et de l'abondance en métaux* F, *mais pas de la microturbulence. Faute de données suffisantes sur la gravité* g, *on remplacera* g *par la magnitude absolue* M_V. *On trouve empiriquement, à partir d'étoiles déjà étudiées par d'autres auteurs, que des combinaisons simples des profondeurs mesurées sont en bonne corrélation avec les paramètres* T_{eff}, M_V *et* F. *On peut alors employer des méthodes plus générales et rechercher systématiquement les combinaisons optimales des mesures des raies les plus significatives. Ayant ainsi établi des corrélations, aussi étroites que possible, entre combinaisons des mesures et paramètres des atmosphères stellaires, on peut inversement déterminer ces paramètres par interpolation, pour des étoiles qui n'avaient pas encore été étudiées, à partir des mesures de profondeurs de raies. Outre* T_{eff} M_V *et* F *(ou [Fe/H]), on peut déterminer l'indice de couleur* B-V, *d'une manière indépendante du rougissement interstellaire. La détermination de ces quatre quantités est à peine deux fois moins précise que les déterminations correspondantes effectuées à partir de spectres à grande dispersion. L'application de cette méthode à une centaine d'étoiles permet l'étude de certains groupes d'étoiles : étoiles* wk-l *et* st-l *de Miss* ROMAN, *« sous-naines » photométriques, étoiles vieilles, échantillon complet d'étoiles froides proches du soleil. Parmi les résultats on notera que les étoiles* wkl- *et* st-l *de Miss* ROMAN *ne se distinguent ni par l'abondance, ni par la luminosité et que la distribution des abondances parmi les étoiles proches du soleil est analogue aux distributions trouvées par divers auteurs à partir d'indices de couleur (éventuellement sensibles à la microturbulence) et sur des échantillons sélectionnés d'une manière moins systématique.*

SUMMARY. — *Central depths of a score of strong lines were measured for some hundred stars, on moderate dispersion spectrograms. These measurements are essentially function of effective temperature* T_{eff} *gravity* g *and metal abundance* F, *not of microturbulence. Since the number of stars with known gravity is not sufficient, the gravity* g *will be replaced by the absolute magnitude* M_V. *From stars studied in the litterature, it is found empirically that simple combinations of the measured depths are in good correlation with the parameters* T_{eff}, M_V, *and* F. *More general methods can then be used, and a systematical search can be made of the optimal combinations of the most significative lines. After setting, in such a manner, as narrow correlations as possible between measurements combinations and stellar atmosphere parameters, it is possible to determine, in turn, these parameters by interpolation, for stars not yet studied, from measurements of line depths. In addition to* T_{eff}, M_V *and* F *(or [Fe/H]), it is still possible to determine the color index* B-V *independently of the interstellar reddening. The determinations of these four quantities is, at most only twice less precise than the corresponding determinations from high dispersion spectra. Applied to some hundred stars, this method enables the study of some star groups : Miss* ROMAN's wk-l *and* st-l *stars, photometric " subdwarfs ", old stars, complete sample of cold stars near the sun. Among the results, one can point out that Miss* ROMAN's wk-l *and* st-l *stars cannot be distinguished neither by abundance nor by luminosity and that the distribution of abundances for the stars near the sun is analogous to the distributions, found by others, from the colour index (which can be altered by microturbulence) and from samples selected in a less systematic way.*

Резюме. — Произведены измерения центральных глубин около двадцати сильных линий на спектрах со слабым разложением сотни звезд. Эти измерения зависят главным образом от эффективной температуры T_{eff}, силы тяжести g и относительного содержания металлов *F*, но не от микротурбулентности. За недостаточностью данных о силе тяжести g, это значение заменено абсолютной звездной величиной M_V. Исходя из уже изученных другими авторами звезд, опытно найдено, что простые комбинации измеренных глубин находятся в хорошей корреляции с параметрами T_{eff}, M_V и *F*. В этих условиях можно применить более общие методы и систематически изыскивать оптимальные комби-

нации измерений самых показательных линий. Установив таким образом корреляции, по возможности самые тесные, между комбинациями измерений и параметрами звездных атмосфер, можно и обратно — определить эти параметры путем интерполяции для еще неизученных звезд, исходя из измерений глубин линий. Кроме T_{eff}, M_V и F (или [Fe/H]) можно определить показатель цвета B-V независимым от межзвездного покраснения образом. Определение этих четырех количеств лишь только в два раза менее точно чем соответствующие определения, произведенные, исходя из спектров с высоким разложением.

Применение этого метода к сотне звезд позволяет изучение некоторых групп звезд: звезды wk-l и st-l мисс Роман, фотометрические подкарлики, старые звезды, полный набор образцов близких к Солнцу холодных звезд. Среди результатов найдено, что звезды wk-l и st-l мисс Роман не отличаются ни относительным содержанием, ни яркостью и что распределение относительных содержаний среди близких к Солнцу звезд аналогично найденным разными авторами распределениями, исходя из показателя цвета (возможно чувствительного к микротурбулентности) и на отобранных менее систематическим образом образцах.

Introduction

L'étude de la Galaxie exige l'observation de nombreuses étoiles et notamment d'étoiles qui nous apparaissent faibles, soit à cause de leur faible luminosité, soit à cause de leur grande distance. On ne peut songer actuellement à obtenir les spectres à grande dispersion d'un grand nombre d'étoiles ; il faut se borner à des observations à faible résolution, ce qui ne veut pas dire qu'il faille se contenter d'une information aussi difficilement interprétable qu'un indice de couleur ou qu'une classification spectrale qualitative. Pour les étoiles chaudes (nous appellerons ici étoiles chaudes les étoiles dont la température effective est plus grande que celle du soleil) les travaux de Chalonge et de Strömgren ont montré tout le parti qu'on pouvait tirer d'une longue série de mesures homogènes et bien définies. Pour les étoiles froides, plusieurs méthodes quantitatives de classification ont été proposées au cours des dernières années. La plupart sont citées dans le mémoire de Gyldenkerne (1964), et il convient d'y ajouter la méthode de Van den Bergh et Sackmann (1965) celle de Buscombe et Dickens (1964) et la classification de Cordoba (Dessy, 1964). Cependant, ces méthodes concernent souvent les géantes seulement, ou n'étudient qu'un petit nombre d'étoiles, ou ne déterminent que des indices arbitraires dont l'interprétation et l'intercomparaison se révèlent souvent difficiles.

On propose donc ici une nouvelle méthode de classification quantitative des étoiles froides. Cette méthode est fondée sur la mesure de l'intensité des raies sur des spectres à petite dispersion. Elle apporte donc une information qui complète bien la photométrie. En effet :

1) Elle est entièrement indépendante de l'absorption interstellaire.

2) Elle est praticable par ciel relativement clair, mais non « photométrique », ce qui est souvent le cas en Europe.

3) Elle utilise des critères qui peuvent être rattachés directement aux paramètres fondamentaux des atmosphères stellaires. En effet, l'étendue spectrale sur laquelle chaque critère est déterminé, est minime (de l'ordre de 2 Å) de sorte que le calcul complet du spectre sur cette étendue (et du critère lui-même) pour un réseau de modèles peut être fait assez facilement. Par contre, sur les étendues spectrales considérables qui correspondent aux bandes larges et moyennes, un tel calcul devient si pénible que le rattachement des photométries à bandes larges et moyennes aux paramètres fondamentaux est fait par des méthodes indirectes. Cet aspect de la méthode n'est pas exploité dans le présent article, mais fera l'objet de développements ultérieurs.

4) Elle permet de reconnaître, au moins potentiellement, un grand nombre de particularités (étoiles à raies d'émission, étoiles carbonées, étoiles à baryum, etc...) qui sont noyées dans les classifications à bandes larges.

5) Elle permet de dégager des critères de luminosité pour les étoiles *froides* (les photométries à bandes larges ne fournissent pas de critères très satisfaisants pour les étoiles froides).

Les avantages que nous venons d'énumérer ne sont pas ceux de la spectrographie par rapport à la méthode photoélectrique, mais bien les avantages d'une méthode qui joint, à la simultanéité des mesures, une résolution assez grande de ces mesures (2 Å environ). C'est pour des raisons de commodité qu'on a opéré par photographie plutôt qu'avec un photomètre à nombreux canaux. De même, la photographie permet commodément d'obtenir, en plus, sans augmentation du temps d'observation, la vitesse radiale des étoiles.

CHAPITRE I

Observations et mesures

I-1. Observations.

Les observations ont été faites au moyen d'un spectrographe à un prisme de flint, dit spectro C (Boulon 1957, 1963) monté sur le télescope de 120 cm de l'Observatoire de Haute-Provence. La dispersion est d'environ 77 Å/mm vers Hγ. Les spectres ont été obtenus sur émulsion Eastman-Kodak IIa0 (préalablement chauffée pendant 48 heures pour l'observation des étoiles faibles). La fente du spectrographe a été réglée à une largeur qui correspond à environ 1″,4 sur le ciel et à 25 microns sur la plaque. Les spectres ont été élargis à 0,5 mm, et pour chaque étoile on a pris au moins cinq spectres (on a pris ensuite la moyenne des cinq mesures). L'exposition des spectres a toujours été poussée jusqu'à ce que les densités obtenues (y compris au fond des raies) correspondent à la partie quasi-rectiligne de la courbe caractéristique, ce qui assure une meilleure précision (influence moindre du voile chimique de la plaque et meilleur contraste). Chaque plaque a été étalonnée photométriquement au moyen d'un spectrographe à pénombre (Barbier, 1947). La calibration de ce spectrographe a été modifiée, la comparaison entre ses résultats et ceux du spectrographe Chalonge (muni de ses dispositifs affaiblisseurs) ayant montré des écarts notables. Les courbes caractéristiques ont été déterminées pour deux longueurs seulement : λ 4046 et 4358. Une troisième courbe caractéristique en a été déduite, pour la moyenne de ces deux longueurs d'onde, par interpolation linéaire. Les étalonnages ont été effectués avec deux temps de pose seulement : 5 minutes pour les étoiles brillantes et 15 minutes pour les étoiles faibles. Il a été vérifié que les approximations ainsi introduites n'entraînent pas d'erreurs notables. Nous verrons plus loin que l'utilisation des mesures est toujours différentielle : de ce fait de telles erreurs s'éliminent en grande partie.

Les enregistrements au microdensitomètre ont

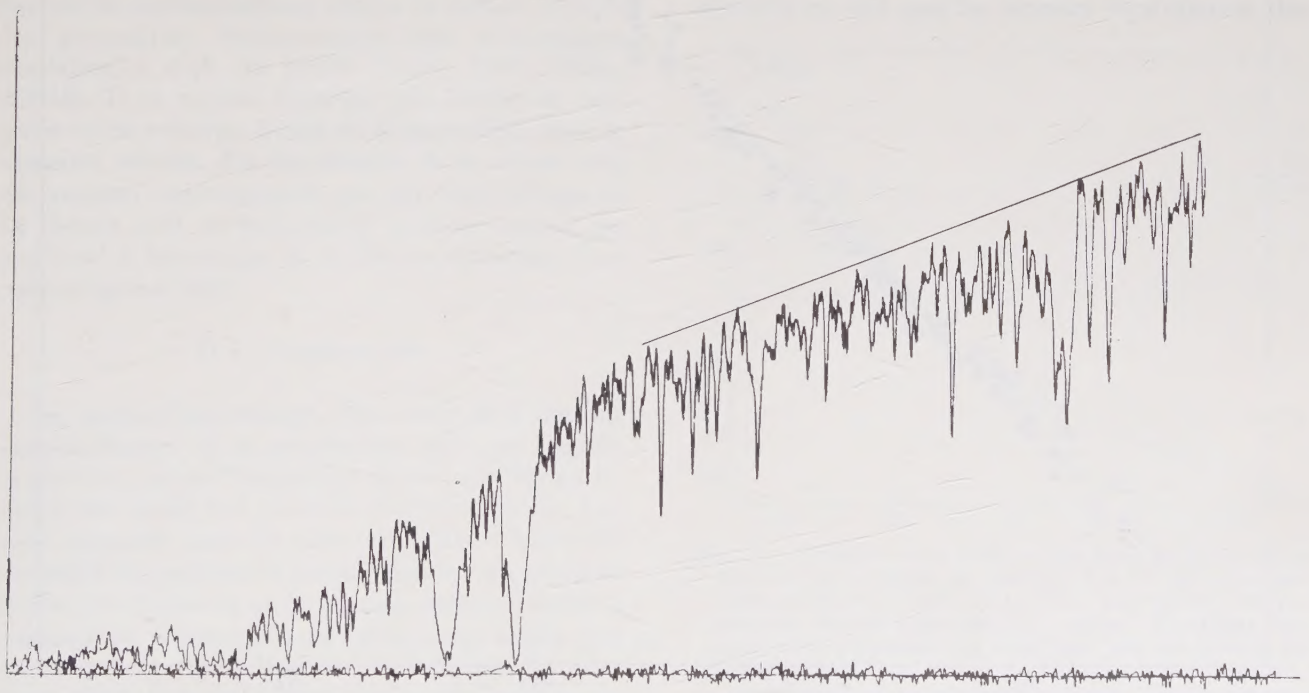

Fig. 1. — Densitogramme d'une étoile de type solaire. Le violet est à gauche, le bleu à droite. Le fond continu est représenté par un segment de droite sur toute la partie utile. Pour tous les spectres mesurés, les densités des points du continu se trouvent dans le domaine où la courbe caractéristique de l'émulsion est sensiblement rectiligne.

TABLEAU I

LISTE DES RAIES MESURÉES

N°	λ	ÉLÉMENT	N°	λ	ÉLÉMENT
1	4072	Fe I	13	4227	Ca I
2	4078	Sr II	14	4250	Fe I
3	4101	H I	15	4254	Cr I
4	4132	Fe I	16	4260	Fe I
5	4144	Fe I	17	4272	Fe I
6	4167	CN, Mg I	18	4300	CH
7	4173	Fe II	19	4308	CH, Fe I
8	4187	Fe I	20	4310	CH
9	4199	Fe I	21	4326	Fe I
10	4202	Fe I	22	4340	H I
11	4211	Fe I	23	4384	Fe I
12	4216	CN, Sr II			

été réalisés avec grand soin. Les précautions prises ont permis d'obtenir des résultats stables et dépourvus d'erreur systématique, autant que nous ayons pu le vérifier.

Le présent travail est fondé sur plus de mille spectres exposés, développés, enregistrés et mesurés dans des conditions aussi identiques que possible.

I-2. MESURES.

La dispersion employée est trop faible et les raies trop serrées pour que l'on puisse déterminer le fond continu. En guise de continu on a tracé la droite qui passe par les deux pseudo-fenêtres situées vers λ 4070 et 4318 Å (fig. 1). Il n'est donc pas question de mesurer la largeur équivalente des raies. Mais dès que le profil instrumental est notablement plus large que le profil de la raie (ce qui est le cas pour la

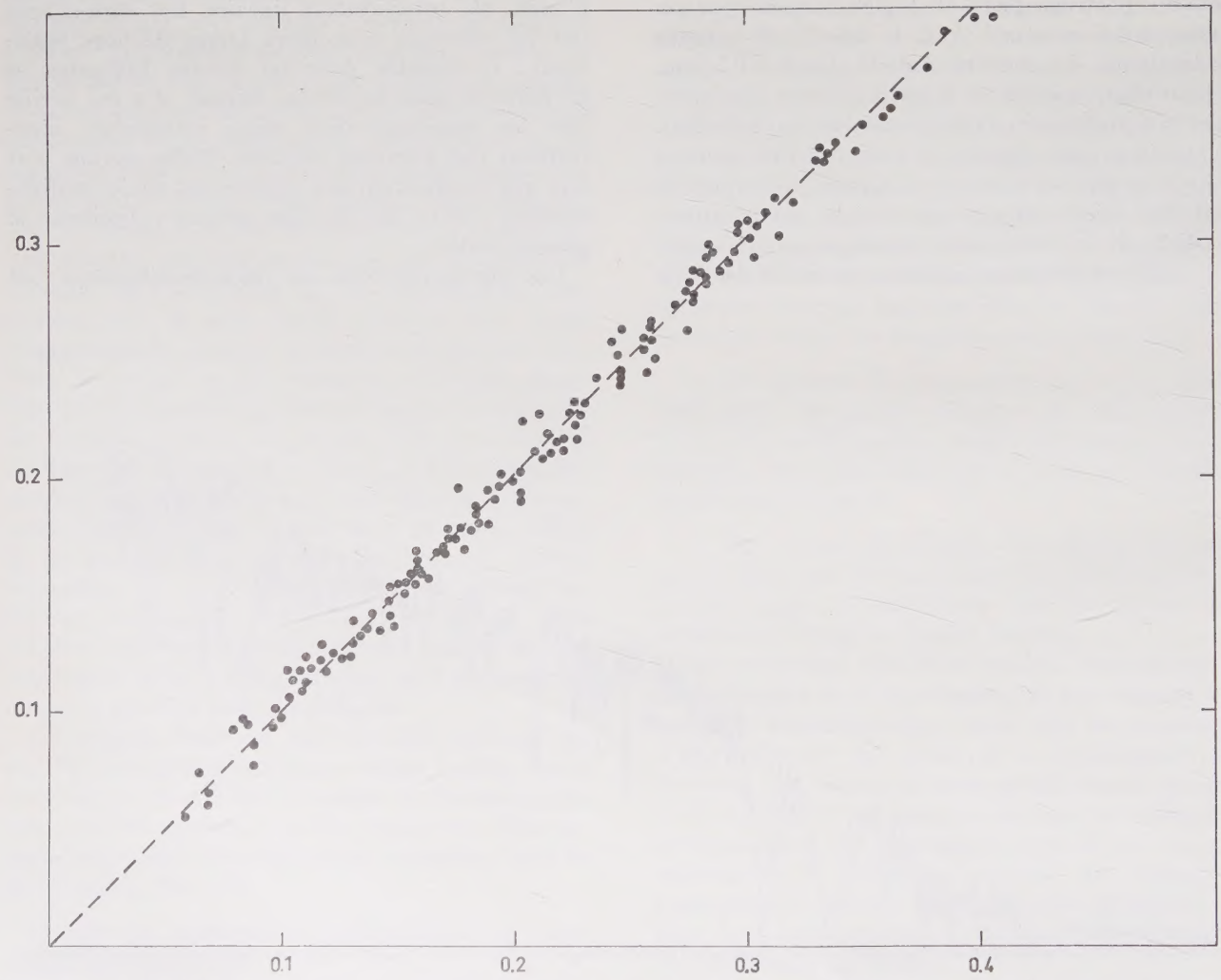

FIG. 2. — Accord interne de deux séries de mesures. On a pris, en deux saisons différentes, une série de spectres des mêmes cinq étoiles. On a mesuré les raies de chaque série de spectres. Les points représentatifs des mesures se groupent étroitement autour d'une droite qui, dans l'exemple choisi, se trouve être très peu différente de la première bissectrice.

plupart des raies mesurées ici) la profondeur centrale mesurée est une fonction monotone de la largeur équivalente W de la raie (Cayrel et Taffara, 1953). Il suffit donc de mesurer la profondeur des raies. Soit une raie de longueur d'onde λ. Nous appellerons $P(\lambda)$ la différence

$$(1) \qquad P(\lambda) = \log I_{cont}(\lambda) - \log I_{raie}(\lambda).$$

Le Tableau I donne la liste des longueurs d'onde des 23 raies mesurées pour chaque étoile. Moyennant les précautions décrites ci-dessus, l'écart-type des mesures $P(\lambda)$ est inférieur à 0,02, et celui de la moyenne de cinq mesures est inférieur à 0,01.

L'inconvénient majeur de la mesure des profondeurs au lieu des largeurs équivalentes, est la nécessité d'une résolution constante. Cette condition ne peut être réalisée rigoureusement d'une saison à l'autre, pour différentes raisons : spectrographe non thermostaté, fente et spectrographe déreglés par suite de l'utilisation du spectrographe par des observateurs divers dans des buts divers. On a donc transformé les mesures pour les rattacher à celles effectuées d'après les observations d'une certaine saison, prises arbitrairement comme référence. La comparaison entre les séries de mesures des raies des mêmes étoiles, observées en deux saisons différentes définit avec précision la transformation linéaire qui permet de passer d'une série à l'autre. La figure 2 montre, à titre d'exemple, la comparaison entre les mesures de printemps et les mesures d'hiver des raies des cinq mêmes étoiles. La dispersion des points autour de la droite moyenne est faible : elle correspond, pour les mesures $P(\lambda)$ d'une même saison, à un écart-type σ égal à 0,0077. Les autres comparaisons indiquent un écart-type toujours inférieur à 0,01, même quand la droite moyenne s'écarte notablement de la première bissectrice.

CHAPITRE II

Exploitation graphique des mesures

Le principe d'une méthode graphique qui tend à mettre en correspondance étroite la mesure $P(\lambda)$ et les paramètres fondamentaux des atmosphères stellaires, a déjà été publié (Spite, 1963, 1964*a*, 1964*b*). Il ne semble toutefois pas inutile de rappeler ici ce principe, avant de le généraliser dans le chapitre suivant. Un des intérêts de ce rappel sera de montrer concrètement que les observations et la théorie sont en bon accord qualitativement (ce qui tend à encourager la recherche ultérieure d'un accord quantitatif).

II-1. Généralités.

La largeur équivalente d'une raie *forte* dépend essentiellement de la température effective T_{eff}, de la gravité g, et de l'abondance en métaux. En particulier elle ne dépend pas de la microturbulence. Les raies mesurées sont des raies fortes. Dans la grande majorité des cas étudiés jusqu'à présent, en écartant le cas des étoiles A_m et A_p un seul facteur F suffit à caractériser l'abondance en métaux de l'étoile. Les mesures $P(\lambda)$, étant fonction de la largeur équivalente $W(\lambda)$ de la raie, sont également fonction de T_{eff} (ou de $\theta_{eff} = 5040/T_{eff}$) de g et de F. Mais il est évident que certaines raies sont plus ou moins sensibles à l'un ou à l'autre de ces paramètres. Par exemple on sait que les largeurs équivalentes des

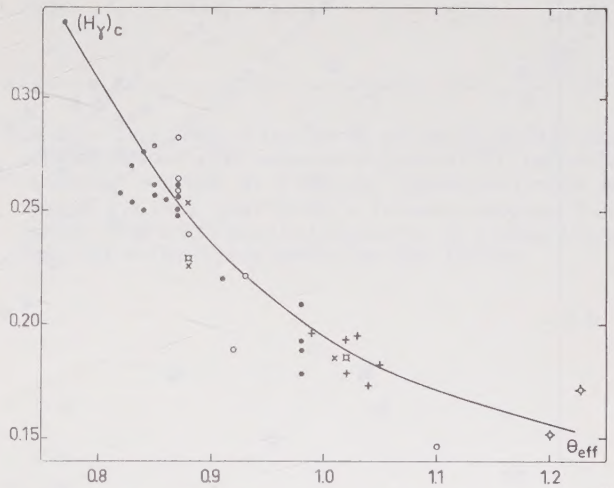

Fig. 3. — Relation entre $(H\gamma)_c$ et θ_{eff}. Pour les étoiles de la figure 3, on a porté en abscisse θ_{eff} et en ordonnée $(H\gamma)_c = P(H\gamma) - 0{,}17\ P(\lambda\,4173)$; les points se regroupent autour d'une séquence unique. Il subsiste une assez forte dispersion qui s'explique par nos erreurs de mesure et par l'imprécision des θ_{eff} tirés de la littérature.

On a employé les symboles suivants : Étoiles pauvres en métaux : ○ (naines) ; ⌑ (sous-géantes) ; ✧ (géantes) Étoiles d'abondance normale : ● (naines) ; × (sous-géantes) ; + (géantes).

raies de Balmer dépendent peu de la gravité tant que l'absorption continue est due principalement à l'ion négatif hydrogène. D'autre part ces largeurs équivalentes ne dépendent que secondairement de l'abondance en métaux, par l'intermédiaire de la pression électronique.

De même les raies ionisées seront particulièrement sensibles à la gravité. Il est donc possible de trouver une combinaison de certaines mesures P(λ) qu'on pourra mettre en correspondance avec les paramètres fondamentaux des atmosphères stellaires.

II-2 Exemple : Température.

Bien que le profil des raies de Balmer soit en général plus large que le profil instrumental, on peut songer à mettre en correspondance avec θ_{eff} les mesures P(λ) des raies Hδ et Hγ. Les températures effectives de quarante et une des étoiles étudiées ici peuvent être déterminées à partir des travaux de divers auteurs. Si l'on porte sur un graphique, pour ces étoiles, P(Hγ λ 4340) en ordonnée par exemple et θ_{eff} en abscisse, on constate que P(Hγ) décroît quand θ_{eff} croît, mais d'une manière différente pour les naines et pour les géantes. Il suffit alors d'utiliser la combinaison linéaire de P(Hγ) et d'une raie ionisée, sensible à la gravité, par exemple :

$$(2) \qquad (H\gamma)_c = P(H\gamma) + \alpha P(\text{Fe II } \lambda\, 4173),$$

(où l'indice c signifie corrigé)

et de déterminer empiriquement α pour que la corrélation entre $(H\gamma)_c$ et θ_{eff} soit indépendante de la gravité. La figure 3 montre la corrélation entre θ_{eff} et $(H\gamma)_c$ pour $\alpha = -0{,}17$. On ne remarque pas d'effet de luminosité ou d'abondance notable. La dispersion des points autour de la courbe moyenne est considérable. Mais certaines étoiles ont été étudiées en détail par plusieurs auteurs, et la dispersion des valeurs de θ_{eff} qu'ils ont obtenues rend

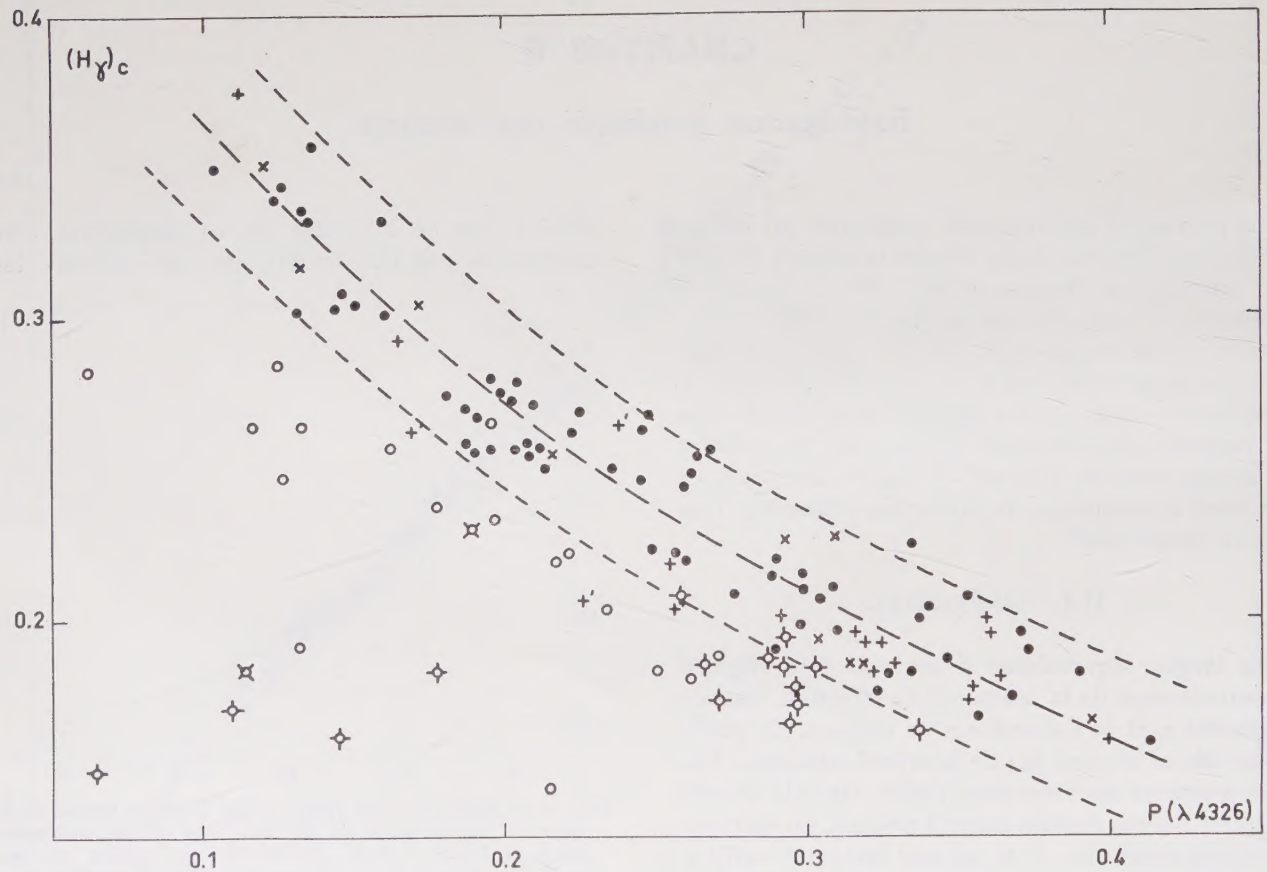

Fig. 4. — Pour toutes les étoiles étudiées dans ce travail, on a porté en abscisse la valeur de P(Fe I λ 4326) et en ordonnée $(H\gamma)_c$ qui sert de repérage de la température effective. Les étoilesd'abondance « normale » dessinent une séquence assez étroite, qui est la même pour les naines et pour les géantes. A température constante (ou $(H\gamma)_c$ constant), les étoiles pauvres en fer ont leur raie de fer plus faible que celle des étoiles d'abondance « normale ».

Les symboles sont les mêmes que ceux de la figure 3 : Étoiles pauvres en métaux : O (naines) ; ⌑ (sous-géantes) ; ⌖ (géantes). Étoiles d'abondance normale : ● (naines) ; × (sous-géante) ; + (géantes).

compte de la moitié de la dispersion des points autour de la courbe moyenne de la figure 3.

Ainsi à partir des mesures de différentes raies, plus ou moins sensibles aux différents paramètres fondamentaux des atmosphères stellaires, on a pu déterminer empiriquement une quantité qui est en bonne corrélation, sans effet systématique notable, avec un seul de ces paramètres. Cette corrélation peut alors, dans une deuxième phase, servir à déterminer le paramètre pour toute étoile dont on a mesuré les différents P(λ). Dans la détermination de θ_{eff}, l'estimation de l'écart-type est $\sigma = 0{,}025$, ce qui correspond à environ 150°.

II-3. Deuxième exemple : Abondance.

Si l'on porte sur un diagramme (fig. 4) la mesure d'une raie de fer neutre, par exemple P(λ 4326), en abscisse et $(H\gamma)_c$ en ordonnée, on remarque que les étoiles réputées déficientes en fer ont, à $(H\gamma)_c$ égal, leurs raies de fer plus faibles que celles des étoiles normales (à la précision qui nous intéresse ici, on admettra que deux étoiles ayant même $(H\gamma)_c$ ont même température). Les étoiles d'abondances normales, naines ou géantes, définissent une séquence unique. A une température donnée la séquence moyenne définit pour P(λ4326) une valeur moyenne $\overline{P}(T_{eff})$. Alors, pour toute étoile, on peut définir $\delta P = P(\lambda 4326) - \overline{P}(T_{eff})$.

Les spectres à grande dispersion d'un certain nombre d'étoiles ont été étudiés par différents auteurs, qui ont déterminé notamment l'abondance en fer. Suivant la notation introduite par Helfer *et al.* (1960), nous poserons

$$[Z] = \log Z_{\text{étoile}} - \log Z_{\text{soleil}}. \qquad (3)$$

Ainsi [Fe/H] représente l'abondance logarithmique relative du fer dans une étoile, par rapport à l'abondance solaire. On remarque alors entre δP et [Fe/H] les relations suivantes :

— à température constante δP croît quand [Fe/H] croît (la relation n'est pas linéaire) ;

— la valeur de δP/[Fe/H] est d'autant plus grande que $(H\gamma)_c$ est plus petit, ce qui est dû à la forme de la séquence moyenne (fig. 4). On peut alors définir une quantité ΔP :

$$\Delta P = \delta P . \beta . (H\gamma)_c, \qquad (4)$$

et déterminer empiriquement β pour que ΔP et [Fe/H] soient en bonne corrélation. La figure 5 montre le résultat obtenu avec $\beta = 6{,}66$.

On peut se servir de la courbe de la figure 5 pour déterminer [Fe/H] à partir des mesures P(λ). La dispersion des points autour de la courbe indique que l'écart-type de telles déterminations de [Fe/H] est de l'ordre de $\sigma = 0{,}13$.

On peut procéder de même à partir de la mesure P (Ca I λ4226), pour déterminer [Ca/H].

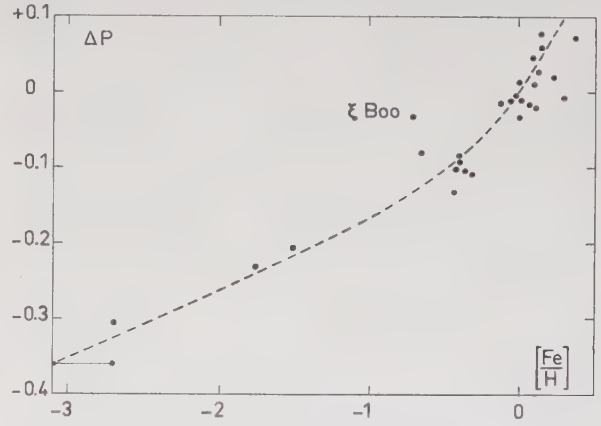

Fig. 5. — On a porté en abscisse les valeurs de [Fe/H] tirées de la littérature et en ordonnée la quantité ΔP, qui est la différence (corrigée de l'effet de température) entre la mesure P(λ 4326) pour l'étoile et la valeur moyenne $\overline{P}$ de la raie Fe I λ4326 pour la température de l'étoile. Il y a entre ΔP et [Fe/H] une corrélation assez étroite.

CHAPITRE III

Méthode générale de détermination des paramètres fondamentaux des atmosphères stellaires

III-1. Principe.

La méthode exposée dans le chapitre précédent conduit à la détermination empirique de coefficients dans la combinaison linéaire de deux mesures. Il est souhaitable de trouver une méthode générale qui détermine au mieux de tels coefficients, indique s'ils sont ou non significatifs, et tienne compte de la totalité ou au moins d'une grande partie de l'information contenue dans l'ensemble des 23 mesures $P(\lambda)$ effectuées pour chaque étoile. On a envisagé l'utilisation de méthodes générales qui permettent d'extraire sous forme concise l'information contenue dans un ensemble de données. Des applications en ont été tentées (Jones, 1964) quelquefois sans succès vraiment décisif (Deeming, 1964, Scarfe, 1966). L'emploi de méthodes aussi lourdes ne semble pas se justifier dans ce travail, et nous nous bornerons à une méthode plus simple. Le principe de cette méthode est fondé sur le fait, déjà signalé au chapitre II, que la largeur équivalente d'une raie forte dépend essentiellement de θ_{eff} de la gravité g et de l'abondance en métaux F, et puisque la mesure $P(\lambda)$ d'une raie est une fonction de sa largeur équivalente $W(\lambda)$ on peut écrire :

$$P(\lambda) = f_\lambda (\theta_{eff}, g, F). \tag{5}$$

Or dans le cas d'une étoile semblable au soleil on peut écrire, en négligeant les termes du second ordre

$$P(\lambda)^* - P(\lambda)^\odot = \frac{\partial f_\lambda}{\partial \theta_{eff}} (\theta^*_{eff} - \theta^\odot_{eff}) + \frac{\partial f_\lambda}{\partial g} (g^* - g^\odot) + \frac{\partial f_\lambda}{\partial F} (F^* - F^\odot), \tag{6}$$

ce qui peut s'écrire

$$P_i = a_i \theta_{eff} + b_i g + c_i F + d_i. \tag{6'}$$

P_i désignant la mesure de la i^{ème} raie, a_i, b_i, c_i étant les dérivées partielles de la fonction f correspondant à cette i^{ème} raie. Si l'on suppose connues les constantes a_i, b_i, c_i pour trois raies différentes, et si le déterminant des $a\ b\ c$ n'est pas nul (ce qui signifie que les trois raies sont différemment sensibles aux trois paramètres) on peut inverser les trois relations du type (6) et l'on peut exprimer chaque paramètre fondamental en fonction des mesures des trois raies, soit par exemple pour la température :

$$\theta_{eff} = \Sigma\, \alpha_i P_i. \tag{7}$$

Pour des étoiles qui ne sont pas très semblables au soleil, les a_i (donc les α_i) ne sont pas des constantes. En première approximation, on peut représenter les α_i par une fonction linéaire de θ_{eff}, g et F :

$$\alpha_i = u_i \theta_{eff} + v_i g + w_i F + \text{Cte}, \tag{8}$$

où u_i, v_i, et w_i, sont des constantes. Mais dans l'équation (8) les paramètres fondamentaux peuvent être remplacés par des expressions du type (7) et on voit que α_i peut se représenter par une fonction linéaire des P_i :

$$\alpha_i = u_i \Sigma\, A_i P_i + ... \tag{8'}$$

Si l'on reporte cette expression de α_i dans (7) on voit sur l'exemple de θ_{eff} que les paramètres fondamentaux peuvent se représenter par une expression de la forme :

$$\theta_{eff} = \Sigma \Sigma\, u_i A_j P_i P_j + ..., \tag{7'}$$

c'est-à-dire par une expression quadratique des P_i. Dans l'établissement de ce résultat, nous avons raisonné sur trois raies seulement, et les indices i et j ne varient donc que de 1 à 3. Mais comme on ne sait pas *a priori* quelles raies il faut sélectionner, on peut généraliser la formule (7') et l'étendre à un plus grand nombre de raies. Les coefficients seront déterminés par les moindres carrés, et des méthodes statistiques simples permettront de juger s'ils sont ou non significatifs. Ainsi, on peut sélectionner les raies ou combinaison de raies les plus significatives pour la détermination des paramètres fondamentaux. La principale limitation que l'on rencontre dans l'application de cette méthode, est la faiblesse du nombre d'étoiles pour lesquelles on connaît θ_{eff} ou g ou F.

III-2. Température effective.

L'application de la méthode précédente conduit à la formule :

$$(9)\ \theta_{eff} = -0{,}084\,(7') - 0{,}016\,(9) + 0{,}019\,(15) - 0{,}017\,(16) - 0{,}916\,(I) - 0{,}024\,(F) + 0{,}070\,(7')\,(I) + 0{,}018\,(9)\,(I) + 2{,}267.$$

formule dans laquelle les nombres n qui sont entre parenthèses représentent 100 fois la mesure $P(\lambda)$ de la raie dont le rang est n dans le tableau I. Les symboles $7'$, I et F sont définis dans l'annexe I.

La figure 6 montre l'accord des valeurs de θ_{eff} tirées de la littérature et des valeurs calculées d'après la formule (9).

On ne remarque pas d'effet systématique dû à la gravité ou à l'abondance. La dispersion des points autour de la droite moyenne correspond à une variance v environ égale à $0{,}11\ 10^{-6}$. La variance des θ_{eff} tirés de la littérature est du même ordre, si l'on en juge d'après les écarts relevés entre les θ_{eff} attribués par différents auteurs aux mêmes étoiles. Mais certains des θ_{eff} tirés de la littérature, font partie de séries homogènes comme celle de Wallerstein (1962), et ils ont certainement une variance bien plus faible. On peut donc estimer que la variance v mentionnée ci-dessus est due pour moitié à l'imprécision des θ_{eff} tirés de la littérature, et pour l'autre moitié à l'imprécision de nos déterminations de θ_{eff}. Alors l'écart-type d'une détermination de θ_{eff} par la formule (9) est $\sigma = 0{,}016$ ce qui correspond à $\pm$ 100 °K environ.

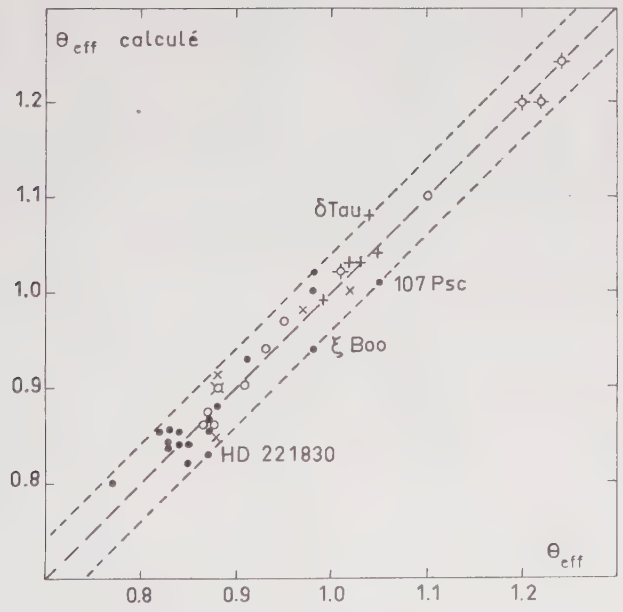

Fig. 6. — Comparaison entre les valeurs de θ_{eff} calculées par la formule (9) et les valeurs tirées de la littérature. On ne remarque pas d'effet systématique dû à la luminosité ou à l'abondance.

Les symboles sont les mêmes que ceux de la figure 3 : Étoiles pauvres en métaux : ○ (naines) ; ⌑ (sous-géantes) ; ⌖ (géantes). Étoiles d'abondance normale : ● (naines) ; × (sous-géantes) ; + (géantes).

Il convient de faire ici deux remarques. D'abord, il ne semble pas inutile de rappeler que les déterminations de θ_{eff}, faites d'après la formule (9) dépendent des 41 valeurs de θ_{eff} qui ont servi à établir cette formule. Toute amélioration de ces valeurs devra entraîner la révision des résultats que l'on donne ici. On remarque aussi que l'amélioration de la formule (9) et de la précision correspondante ne pourra être recherchée qu'après augmentation du nombre et de la précision des valeurs de θ_{eff} que l'on peut tirer de la littérature.

Ces deux remarques, faites sur l'exemple de la formule (9), sont valables pour les autres paramètres.

Applications :

1) La figure 7 montre que l'indice B-V ne dépend pas uniquement de la température.

On voit que B-V dépend aussi de l'abondance. Conti et Deutsch (1966) indiquent que B-V dépend peu de la microturbulence. Il n'est pas impossible que, pour les étoiles froides, B-V dépende de la gravité g (peut-être par l'intermédiaire de l'absorption de bandes moléculaires).

2) La figure 8 montre que, pour les naines, le type spectral MK ne dépend pas seulement de la température effective, mais aussi de l'abondance en métaux, comme on pouvait s'y attendre puisque les types spectraux MK et les indices B-V sont en bonne corrélation.

3) Enfin le Tableau II donne la liste des θ_{eff} calculés par la formule (9) pour toutes les étoiles étudiées ici (sauf les 41 étoiles qui ont précisément servi à établir la formule). Dans la première colonne on trouve le numéro d'ordre qui est attribué, tout au long de ce travail, aux étoiles étudiées. (On trouvera dans l'annexe II une table de correspondance entre ces numéros et les noms ou numéros usuels des étoiles.)

III-3. Magnitude absolue.

On devrait maintenant étudier la mise en correspondance des mesures $P(\lambda)$ avec la gravité g. Mais la gravité n'est bien déterminée que pour un petit nombre d'étoiles dans la littérature. Il faut donc se

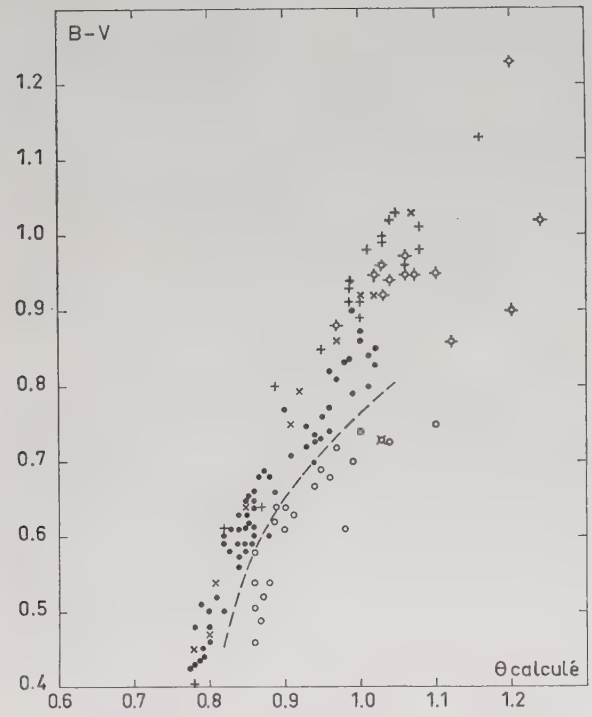

Fig. 7. — Comparaison entre les valeurs de θ_{eff} calculées par la formule (9) et les indices *B-V*. Les naines d'abondance normale dessinent une séquence assez étroite. On a dessiné en pointillé la ligne de séparation entre naines d'abondance normale et naines pauvres en métaux.
Les symboles sont les mêmes que ceux de la figure 3 : Étoiles pauvres en métaux : O (naines) ; ⊠ (sous-géantes) ✧ (géantes). Étoiles d'abondance normale : ● (naines) ; × (sous-géantes) ; + (géantes).

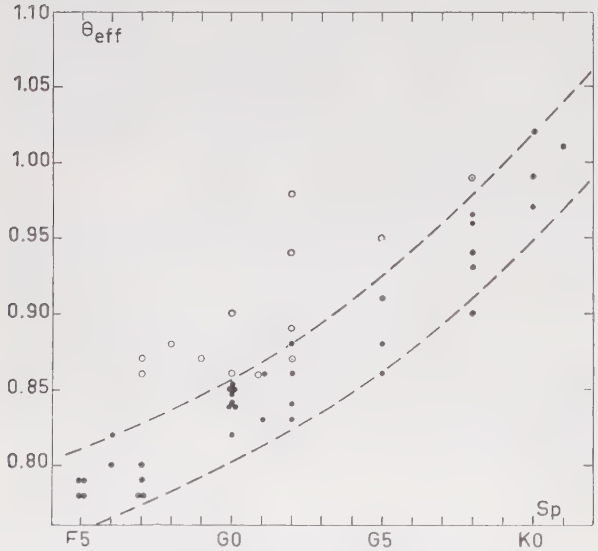

Fig. 8. — Comparaison entre le type spectral et les valeurs de θ_{eff} calculées par la formule (5), pour les naines dont on a une bonne classification spectrale. Les naines d'abondance normale (points noirs) définissent une séquence étroite. Les naines pauvres en métaux (cercles) sont assez dispersées.

TABLEAU II

Valeurs de θ_{eff} calculées par la formule (9)

N°	θ_{eff} calculé	N°	θ_{eff} calculé
2	0,93	70	0,94
3	1,06	72	0,91
4	0,97	73	0,96
6	0,85	74	0,84
7	1,10	76	1,02
8	1,03	77	0,78
9	0,95	78	1,02
10	0,81	79	0,88
14	0,97	80	1,03
16	0,80	81	0,99
17	0,98	82	1,06
18	0,91	83	0,86
21	0,88	85	0,96
22	1,00	86	0,94
23	0,89	88	1,00
24	0,78	89	0,85
29	0,89	90	0,86
31	1,01	91	0,78
32	1,06	93	0,78
34	1,00	94	0,81
35	0,89	96	0,86
36	1,05	98	0,86
37	1,12	100	1,02
38	0,84	101	0,89
39	0,88	102	0,99
42	0,94	103	0,96
43	0,98	104	0,92
44	0,99	105	0,99
45	1,06	108	0,79
46	1,00	110	0,85
47	0,78	112	0,95
49	0,82	113	1,03
50	0,96	114	0,87
51	1,04	115	0,80
52	0,90	116	0,95
53	0,83	117	0,79
55	0,98	118	0,82
57	1,16	119	0,80
58	0,85	122	0,82
62	1,11	123	1,01
64	0,87	126	1,08
67	0,91	127	1,07
68	0,78	128	0,79

résigner à déterminer seulement la magnitude absolue, ce qui entraîne des difficultés. Même si on considère la magnitude absolue bolométrique M_{bol}, il faut bien remarquer que M_{bol} n'est pas un paramètre fondamental : il est lié à T_{eff} et à g par l'intermédiaire de la masse. Or même si l'on admet pour

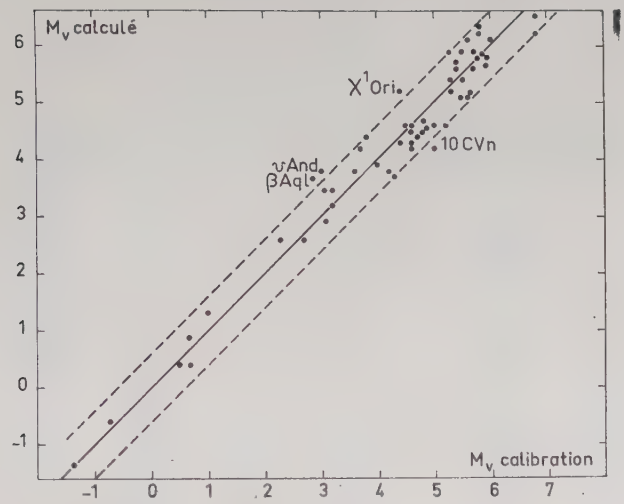

FIG. 9. — Comparaison entre les valeurs de M_V calculées par la formule (10) et les valeurs de calibration tirées de la littérature (essentiellement déduites de la parallaxe trigonométrique).

la série principale une loi masse-luminosité unique, cette loi n'est pas valable pour les géantes et sous-géantes. Il n'est donc pas évident que, au moyen de raies qui dépendent de T_{eff} et g (mais pas de la masse) on puisse déterminer M_{bol}. Cette difficulté n'est pas particulière à la méthode proposée ici : elle est inhérente à toute méthode qui cherche à déterminer la magnitude absolue à partir de données relatives à l'atmosphère de l'étoile (couleur, raies etc...), et en particulier à la classification spectrale MK.

Cependant, on peut toujours essayer de mettre en correspondance la magnitude absolue et une expression quadratique des mesures P(λ) : on s'attendra à des désaccords plus fréquents. Au lieu d'utiliser M_{bol} on a choisi la magnitude absolue visuelle M_V, la seule qui soit une donnée d'observation. La différence M_V-M_{bol} dépend de θ_{eff}, g et F, mais les mesures P(λ) sont sensibles à ces trois paramètres, et une combinaison convenable de ces mesures pourra tenir compte de cette différence.

L'application de la méthode des moindres carrés conduit à la formule :

(10)

$$M_V = 0{,}324\ (6) + 1{,}891\ (7') - 0{,}416\ (12) + 0{,}172\ (13) - 0{,}024\ (15) + 5{,}244\ (I) - 0{,}0179\ (7')\ (13) - 0{,}8795\ (7')\ (I) + 0{,}0511\ (7')^2 - 7{,}08,$$

dont les différents symboles sont définis dans l'annexe I.

La figure 9 montre l'accord entre les valeurs de M_V calculées et les valeurs de M_V déduites de la parallaxe (déduites du module de distance de l'amas pour trois géantes des Hyades ou tirés directement de l'article de WALLERSTEIN *et al.* (1963) pour deux géantes très déficientes). La dispersion des points autour de la droite correspond à une variance σ^2 égale à 0,17 (ce qui correspond à $\theta = 0{,}42$). Les parallaxes inférieures à 0″,062 ont été écartées, de sorte que la précision nominale des parallaxes est grande. La majeure partie de la variance devrait être attribuée aux erreurs de déterminations de M_V par la formule (10). On notera cependant que l'erreur réelle des parallaxes est difficile à évaluer. De plus, certaines étoiles peuvent être des binaires spectroscopiques : dans ce cas, même si l'erreur sur la parallaxe est négligeable, la détermination de M_V sera affectée d'une erreur qui peut atteindre au plus 0,75 magnitude. On se contentera de dire que les déterminations de M_V par la formule (10) ont une variance σ^2 inférieure à 0,17 (un écart-type inférieur à 0,4 magnitude). On remarquera que OKE (1957) avait trouvé par une méthode un peu différente, à partir de spectres à 33 Å/mm des déterminations de M_V avec un écart-type inférieur à 0,48 magnitude. Dans l'ensemble nos déterminations de M_V sont en bon accord avec celles de OKE (1957, 1959) de WILSON et BAPPU (1957) et de WILSON (1959). Il est toutefois possible que les méthodes de ces auteurs donnent des résultats systématiquement différents pour les étoiles à grande vitesse (VAN DEN BERGH 1962, 1964). De plus, WILSON et BAPPU donnent, pour l'étoile GCRV 1620, une magnitude absolue trop grande (EGGEN 1964*a*). Il resterait à voir si cette différence est due à l'âge (funnel effect) ou à l'abondance : dans la mesure où ces paramètres sont correlés, il est difficile de distinguer leurs effets. La formule (10) a été établie à partir d'un ensemble de 56 étoiles dont beaucoup sont pauvres en métaux. Elle devrait permettre de calculer indifféremment la magnitude absolue des étoiles pauvres ou riches en métaux, sans effet systématique. Par contre elle ne permet pas de tenir compte de l'effet de masse (ou d'âge).

APPLICATIONS :

Le Tableau III donne la liste des magnitudes absolues calculées par la formule (6) pour toutes les étoiles étudiées ici (sauf pour les 56 étoiles qui ont servi à établir la formule). Les étoiles sont désignées par le numéro d'ordre qui leur est attribué tout au long de ce travail (on trouvera en annexe une table de correspondance).

III-4. ABONDANCE.

La précision des abondances déterminées par la méthode graphique du chapitre II est de l'ordre

TABLEAU III

Valeurs de M_V calculées par la formule (10)

N°	M_V calculée	N°	M_V calculée
3	+ 0,4	70	+ 5,3
4	+ 0,3	72	+ 5,1
7	— 0,2	73	+ 6,4
8	+ 1,3	77	+ 3,7
17	+ 5,7	78	+ 0,9
18	+ 1,9	80	+ 6,1
20	+ 4,7	82	+ 1,9
21	+ 5,1	83	+ 4,9
22	— 1,0	89	+ 4,6
23	+ 4,4	91	+ 3,5
24	+ 3,1	92	+ 3,7
28	+ 4,3	93	+ 3,3
29	+ 0,6	94	+ 3,9
32	+ 2,1	96	+ 5,0
34	+ 2,0	97	+ 3,1
35	+ 4,9	99	+ 3,2
36	+ 1,2	100	+ 3,3
37	+ 0,5	101	+ 5,0
38	+ 4,1	102	+ 1,6
39	+ 4,1	103	+ 5,5
40	+ 0,2	104	+ 3,7
43	+ 5,3	106	+ 4,6
44	+ 6,4	107	+ 5,4
45	— 0,1	108	+ 3,8
48	+ 2,4	112	— 0,1
49	+ 3,8	113	+ 2,4
51	+ 3,0	114	+ 4,1
54	+ 5,1	115	+ 3,8
55	+ 5,6	116	+ 6,2
57	+ 2,4	118	+ 3,6
58	+ 4,1	119	+ 3,2
64	+ 1,5	121	+ 0,2
65	+ 0,4	122	+ 1,3
67	+ 4,5	123	+ 0,3
68	+ 4,3	125	+ 3,8
		126	+ 2,8

de la précision des abondances déterminées à partir de spectres à grande dispersion. Le calcul des abondances par une formule ne peut donc rien apporter de plus. A titre d'exemple, on donne cependant une des formules simples qui représentent approximativement l'abondance en fer [Fe/H] que nous assimilerons à l'abondance globale en métaux F :

$$(11)\quad F = -0{,}10\,(16) + 0{,}09\,(23) + 6{,}05\,(I) - 0{,}216\,(7')\,(I) - 0{,}047\,(12)\,(I) + 7{,}38.$$

TABLEAU IV

Abondances en fer et en calcium déterminées graphiquement

N°	[Fe/H]	[Ca/H]	N°	[Fe/H]	[Ca/H]
2	+ 0,09	+ 0,19	70	+ 0,03	+ 0,09
3	— 0,44	— 0,82	71	— 0,21	
4	— 0,19	— 0,52	72	— 0,30	— 0,36
5	+ 0,03	+ 0,44	73	— 0,25	— 0,32
6	— 0,05	— 0,08	74	+ 0,07	+ 0,17
7	— 0,37	— 1,02	76	— 0,08	— 0,09
8	— 2,22	— 2,01	77	+ 0,04	+ 0,00
9	— 0,37	— 0,20	78	— 0,22	— 0,44
10	+ 0,11	+ 0,14	79	— 0,06	+ 0,04
12	+ 0,01	+ 0,18	80	— 0,46	— 0,64
14	+ 0,10	+ 0,23	81	+ 0,16	
16	— 0,03	— 0,04	82	+ 0,20	+ 0,50
17	+ 0,26	+ 0,48	83	— 0,05	+ 0,02
18	— 0,40	— 0,15	85	— 0,08	+ 0,00
21	+ 0,14	+ 0,29	86	+ 0,06	+ 0,16
22	— 0,23	— 0,27	88	— 0,26	— 0,37
23	— 0,31	— 0,38	89	+ 0,26	+ 0,26
24	+ 0,22	+ 0,02	90	— 0,12	— 0,08
29	+ 0,21	+ 0,29	91	+ 0,04	— 0,01
31	— 0,08	— 0,08	92	+ 0,14	+ 0,06
32	— 0,32	— 0,52	93	+ 0,09	+ 0,08
33	+ 0,06	+ 0,29	94	+ 0,00	+ 0,08
34	— 0,10	— 0,20	95	— 0,14	— 0,25
35	— 0,09	— 0,13	96	+ 0,08	+ 0,04
36	— 0,11	— 0,12	99	+ 0,04	+ 0,03
37	— 2,14	— 2,40	100	— 0,11	— 0,17
38	— 0,04	— 0,14	101	— 0,08	— 0,17
39	— 1,04	— 0,78	102	— 0,05	— 0,22
40	— 0,02	— 0,18	103	+ 0,15	+ 0,22
41	— 0,02	— 0,02	104	+ 0,24	+ 0,27
42	+ 0,01	+ 0,00	105	— 0,05	— 0,08
43	— 1,94	— 1,62	108	+ 0,04	+ 0,06
44	— 0,50	— 0,50	109	— 0,13	— 0,20
45	— 1,46	— 1,58	110	— 0,07	— 0,08
46	— 0,17	+ 0,15	112	— 0,10	— 0,19
47	+ 0,28	+ 0,20	113	— 0,18	— 0,27
49	+ 0,06	+ 0,02	114	— 0,90	— 0,94
50	+ 0,04	+ 0,20	115	— 0,07	— 0,01
51	- 0,22	— 0,34	116	— 0,04	— 0,08
52	+ 0,32	+ 0,50	117	— 0,03	+ 0,09
53	+ 0,08	+ 0,07	118	— 0,19	— 0,10
55	+ 0,21	+ 0,35	119	— 0,07	— 0,10
56	— 0,06	— 0,14	120	+ 0,19	+ 0,18
57	+ 0,00	+ 0,18	121	— 0,37	— 0,70
58	+ 0,12	+ 0,26	122	- 0,03	— 0,12
59	— 0,07	+ 0,14	123	— 0,02	— 0,02
61	— 0,09	— 0,16	125	— 0,14	— 0,18
62	+ 0,05	+ 0,27	126	— 0,12	+ 0,09
64	— 0,22	— 0,46	127	+ 0,02	— 0,01
67	— 0,06	— 0,20	128	— 0,03	— 0,01
68	+ 0,24	+ 0,34			

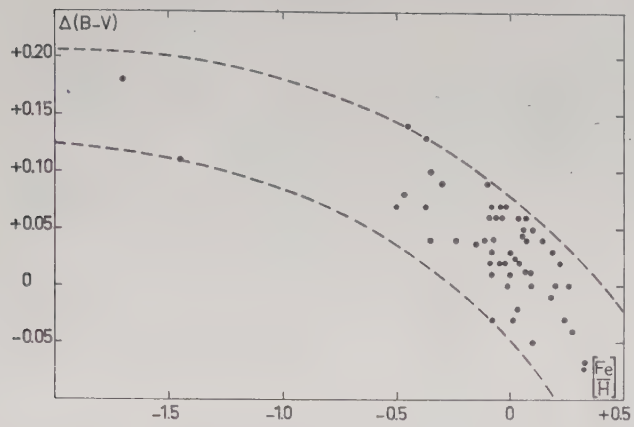

Fig. 10. — Comparaison entre les valeurs de [Fe/H] tirées du tableau IV et les valeurs de $\Delta(B\text{-}V)$ déduites de $\delta(U\text{-}B)$ et de $B\text{-}V$ au moyen des tables de Wildey *et al.* La dispersion est grande.

Le Tableau IV donne les déterminations de [Fe/H] et de [Ca/H] effectuées par la méthode graphique pour toutes les étoiles étudiées dans ce travail (sauf pour les 72 étoiles qui ont servi à définir les corrélations).

Applications :

Wallerstein (1962) a déterminé la corrélation entre [Fe/H] et $\delta(U\text{-}B)$. Eggen (1964*a*) a préféré déterminer la corrélation entre [Fe/H] et $\Delta(B\text{-}V)$, transformation de $\delta(U\text{-}B)$ d'après les tables de Wildey *et al.* (1962). Dans les deux cas la dispersion reste grande. La figure 10 montre la corrélation entre les valeurs de [Fe/H] du Tableau IV et les valeurs de $\Delta(B\text{-}V)$ pour les étoiles naines. On remarque une forte dispersion. Nous reviendrons sur ce point au paragraphe suivant.

III-5. Indice $B\text{-}V$.

On a sélectionné, parmi les étoiles étudiées dans ce travail, les étoiles mesurées par Johnson et Morgan (1953) ou Johnson et Harris (1954) : ces mesures définissent le système $U\,B\,V$. Pour compléter l'échantillon on a ajouté quelques géantes et quelques étoiles pauvres en métaux mesurées par d'autres auteurs. L'application de la méthode des moindres carrés conduit à la formule

$$\begin{aligned}(12)\quad B\text{-}V = &-0{,}016\,(6) - 0{,}161\,(7')\\ &- 0{,}034\,(9) + 0{,}022\,(15)\\ &+ 1{,}481\,(I) + 0{,}130\,(7')\,(I)\\ &+ 0{,}040\,(9)\,(I)\\ &+ 0{,}00461\,(7')\,(12) - 0{,}00017\,(16)^2\\ &- 0{,}00452\,(7')\,(9)\\ &+ 0{,}00026\,(9) + 2{,}157.\end{aligned}$$

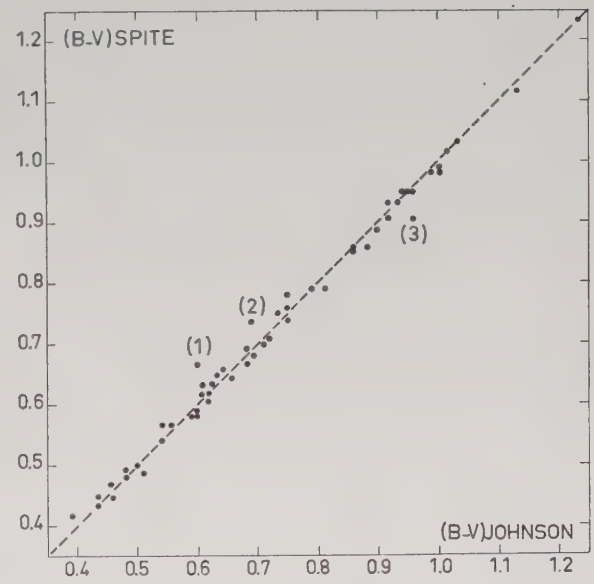

Fig. 11. — Comparaison entre les valeurs de $B\text{-}V$ calculées par la formule (12) et les valeurs de $B\text{-}V$ observées par Johnson. L'accord est très bon sauf pour trois étoiles dont le cas est étudié dans le texte.

La figure 11 montre l'accord entre les valeurs de $B\text{-}V$ calculées par la formule (12) et les valeurs observées. La dispersion des points autour de la première bissectrice correspond à un écart-type de l'ordre de $\sigma = 0{,}017$. Mais trois étoiles s'écartent nettement de la première bissectrice. :

1) λ Aur dont le $B\text{-}V$ de Johnson et Morgan (1953) est 0,67 (une seule observation) mais que l'on trouve avec $B\text{-}V = 0{,}62$ chez Wallerstein (1962) et $B\text{-}V = 0{,}60$ dans le catalogue Arizona-Tonantzintla (Iriarte *et al.*, 1965).

2) 61 UMa dont le $B\text{-}V$ de Johnson et Morgan (1953) est 0,69 mais que l'on trouve avec $B\text{-}V = 0{,}70$ dans la liste d'Eggen (1964*b*), 0,72 dans le Bright Star Catalogue (Hoffleit, 1964) et 0,78 dans le catalogue Arizona-Tonantzintla.

3) $\varkappa$ Cyg dont la vitesse radiale est peut-être variable (et qui pourrait être une double spectroscopique).

Si l'on ne tient pas compte de ces trois étoiles, on trouve que l'écart-type de la détermination de $B\text{-}V$ par la formule (12) est 0,015.

On remarquera que, sur la série principale, la précision sur $B\text{-}V$ correspond à 6/100 de l'écart entre G0 et K0 (donc équivaut à une excellente classification spectrale).

Applications :

Le Tableau V donne les valeurs de $B\text{-}V$ calculées par la formule (12) pour toutes les étoiles étudiées dans ce travail (sauf celles qui ont servi à déterminer la formule). Cette méthode permet donc de

TABLEAU V

INDICE B-V CALCULÉ PAR LA FORMULE (12)
ET COMPARAISON ÉVENTUELLE AUX VALEURS TROUVÉES DANS LA LITTÉRATURE

Nº	$(B-V)$ CALCULÉ	$(B-V)$ LITTÉRATURE	REMARQUE
1	2	3	4
1	0,68	0,63 0,65 0,67 0,68	
2	0,73	0,75	
3	0,98	0,92	
6	0,58	0,58	
7	1,04	0,95 0,90	d. vis.
8	0,76	0,72	
15	0,62	0,61	d. sp.
17	0,83		
22	0,91	0,88	d. sp.
29	0,78	0,80	
31	0,80	0,83	
33	0,59	0,59	
34	0,91	0,93	
35	0,68	0,64	
36	1,01	1,03	
37	0,87	0,85 0,86	
39	0,54	0,52 0,53	
42	0,72	0,70	
44	0,72	0,70	
45	0,91	0,97	
46	0,87	0,86 0,87	
47	0,44	0,42 0,43	d. vis.
49	0,60	0,58	d. sp.
50	0,74	0,72 0,73 0,76	d. vis.
51	0,94	0,94 0,95	
53	0,61	0,67	
54	0,64	0,66 0,65	
55	0,83		
56	0,61	0,60 0,61	
58	0,66	0,60	
62	0,92	0,94	
64	0,64	0,67	
70	0,75	0,72	
73	0,68		
74	0,59	0,56	d. sp.
75	0,73	0,76	d. vis.
76	0,85	0,84	d. sp.
79	0,60	0,58	d. sp.
81	0,90	0,88	
82	1,04	1,08	
83	0,60	0,60 0,61	d. vis.
84	0,66	0,64	d. sp.
85	0,78	0,76 0,77	
86	0,73	0,73	
88	0,74	0,76	d. sp.
89	0,65	0,64	
90	0,63	0,61	d. vis.
91	0,43	0,44	d. sp.
94	0,52		

TABLEAU V (suite)

Nº	$(B\text{-}V)$ CALCULÉ	$(B\text{-}V)$ LITTÉRATURE	REMARQUE
1	2	3	4
—	—	—	—
97	0,80	0,86 0,88	d. sp.
96	0,65		d.
97	0,55	0,52	d. vis.
98	0,51	0,50	d. sp.
100	0,92		
101	0,66	0,71	d. sp.
102	0,91	0,96	
103	0,82	0,81	
104	0,81	0,78	
108	0,45	0,46	d. vis.
110	0,61	0,58	
112	0,85		d. sp.
114	0,49	0,50 0,51	
115	0,50	0,49 0,50	d. sp.
116	0,71	0,76	
117	0,44	0,44	d. sp.
119	0,47	0,48	
123	0,98		
125	0,57	0,59	
126	1,01	1,02	d. sp.
129	0,68	0,66 0,67	d. vis.

déterminer l'indice de couleur intrinsèque d'une étoile froide. Cette propriété peut être utile pour l'étude des géantes lointaines. Une autre application est la détermination de l'indice de couleur du soleil. La mesure des spectres de Vesta fournit pour le soleil une valeur de $B\text{-}V$ égale à 0,68, en accord avec les observations directes de GALLOUËT (1964).

Rappelons que ALEXANDER et STANSFIELD (1966) trouvent pour le soleil, d'après des spectres à petites dispersion, un indice $B\text{-}V$ égal à 0,66 et que VAN DEN BERGH et SACKMANN (1965), d'après des mesures au spectromètre, trouvent 0,67. Toutes ces mesures suggèrent que les valeurs, habituellement admises pour l'indice $B\text{-}V$ du soleil, sont trop faibles.

On remarquera que la faible dispersion obtenue dans la détermination de $B\text{-}V$ semble indiquer que cet indice dépend essentiellement de T_{eff}, g et F. Si l'on applique la même méthode pour l'indice $U\text{-}B$ on obtient une forte dispersion. Ce fait semble confirmer une des conclusions de CONTI et DEUTSCH (1966) : l'indice $B\text{-}V$ dépend peu de la microturbulence, l'indice $U\text{-}B$ en dépend beaucoup. La microturbulence est sans doute une des causes qui expliquent la forte dispersion remarquée sur la corrélation entre [Fe/H] et $\delta(U\text{-}B)$ ou $\Delta(B\text{-}V)$ (fig. 10).

CONCLUSION

Nous venons de voir que, moyennant les précautions prises et le soin constant apporté aux mesures, on peut obtenir des données P(λ) précises, homogènes et stables. L'ensemble de ces données contient des informations nombreuses et variées. Ainsi on peut voir par exemple que l'étoile τ UMa a un spectre très particulier (étoile à raie métallique). Les mesures P(λ) sont si anormales que les points représentatifs de l'étoile sortent toujours des limites adoptées pour nos graphiques. On peut voir aussi que la raie Sr II λ4078 a un comportement qu'il serait intéressant de préciser et d'interpréter : cette raie est apparemment très sensible à la luminosité, et elle est très employée en classification visuelle. Toutefois cette raie est très faible dans les spectres de HD 122 563 et HD 6 755, et elle apparaît systématiquement non-significative dans l'application de la méthode des moindres carrés pour la déter-

mination de la magnitude absolue. Les bandes de CH et surtout de CN sont très faibles dans les spectres de HD 18474, considérée comme pauvre en carbone, etc....

Il est utile d'extraire l'essentiel des informations contenues dans les P(λ). Nous avons vu que l'on pouvait déduire des mesures P(λ) la température T_{eff} à environ 100° près, la magnitude absolue M_V à mieux que 0,4 magnitude, l'abondance [Fe/H] à 0,13 près et l'indice de couleur intrinsèque B-V à 0,015 magnitude près. Dans tous les cas, on approche de la précision obtenue par l'étude détaillée de spectres à grande dispersion. Les déterminations d'abondance, notamment, sont indépendantes de la microturbulence. On a pris grand soin d'éviter les erreurs systématiques autant qu'on puisse le faire actuellement. La précision de la méthode est limitée en particulier par le petit nombre d'étoiles pour lesquelles on connaît les paramètres θ_{eff}, M_V et [Fe/H] avec une précision suffisante.

Les tableaux II, III, IV et V constituent le début d'un catalogue qui doit être étendu à un grand nombre d'étoiles. Déjà ils fournissent un certain nombre de résultats isolés, par exemple :

— confirmation de la valeur de l'indice B-V mesuré par Gallouët pour le soleil ;

— confirmation des magnitudes absolues attribuées par Sandage et Eggen (1959) aux étoiles HD 44007 (n° 37) et HD 74462 (n° 45). Une confirmation avait déjà été obtenue par Jones (1964).

— attribution à l'étoile HD 6755 (n° 8), classée F9 VI par Miss Roman, d'une magnitude absolue voisine de 1,3 ;

— attribution à l'étoile BD 15°3364 (n° 96) d'une magnitude absolue indiquant que sa parallaxe est fausse, comme Sandage (1958) l'avait déjà suggéré, etc....

Nous étudierons systématiquement, dans la seconde partie, les résultats des tableaux énumérés ci-dessus.

DEUXIÈME PARTIE

CHAPITRE I

Étude de quelques groupes d'étoiles

I-1. Étoiles « wk CN ».

Miss Roman adjoint la notation wk CN (Weak bands of CN) au type spectral des géantes dont les bandes de CN sont faibles, bien que la luminosité soit forte d'après la raie du Sr II λ 4078, et que par suite on s'attende à des bandes fortes. Les figures 12*a* et 12*b* montrent que les étoiles classées dans le groupe wk CN ont en général des bandes de CN plus faibles que les géantes « normales ». Ces géantes normales sont séparées par Miss Roman en deux groupes : les étoiles « strong-line » sont marquées *s* et les étoiles « weak-line » sont marquées *w*. On n'aperçoit pas de relation entre l'intensité des bandes de CN et le caractère « weak-line » ou « strong-line ».

I-2. Étude des étoiles « weak-line » et « strong-line ».

Miss Roman classe les étoiles en 4 groupes :

1) Étoiles à très faibles raies métalliques : pour les naines le type spectral MK est précédé par *sd*, ou bien la classe de luminosité est VI. Pour les géantes, une note indique des raies faibles. Toutes les étoiles ainsi classées, et dont les spectres à grande dispersion ont été étudiés, se sont montrées effectivement pauvres en métaux.

2) Étoiles dont les raies métalliques sont faibles *par rapport* à la bande G et à la raie Ca I λ 4226 : le type spectral MK de ces étoiles est suivi de l'indication *wk-l*.

3) Étoiles pour lesquelles aucune particularité n'est signalée.

4) Étoiles ayant la particularité inverse de celle du groupe 2, notée *st-l*.

On étudie une trentaine d'étoiles classées *wk-l* et une vingtaine d'étoiles classées *st-l*. Par analogie avec le cas 1, il est naturel de chercher une corrélation entre l'abondance en métaux et la classification dans l'un des groupes *wk-l* ou *st-l*. Les études quantitatives de ces groupes qui ont été faites jusqu'à présent n'ont pas donné de résultats encourageants. Les travaux de Chalonge (1958, 1959) ne montrent que très partiellement une corrélation entre la classification de Miss Roman et la position dans

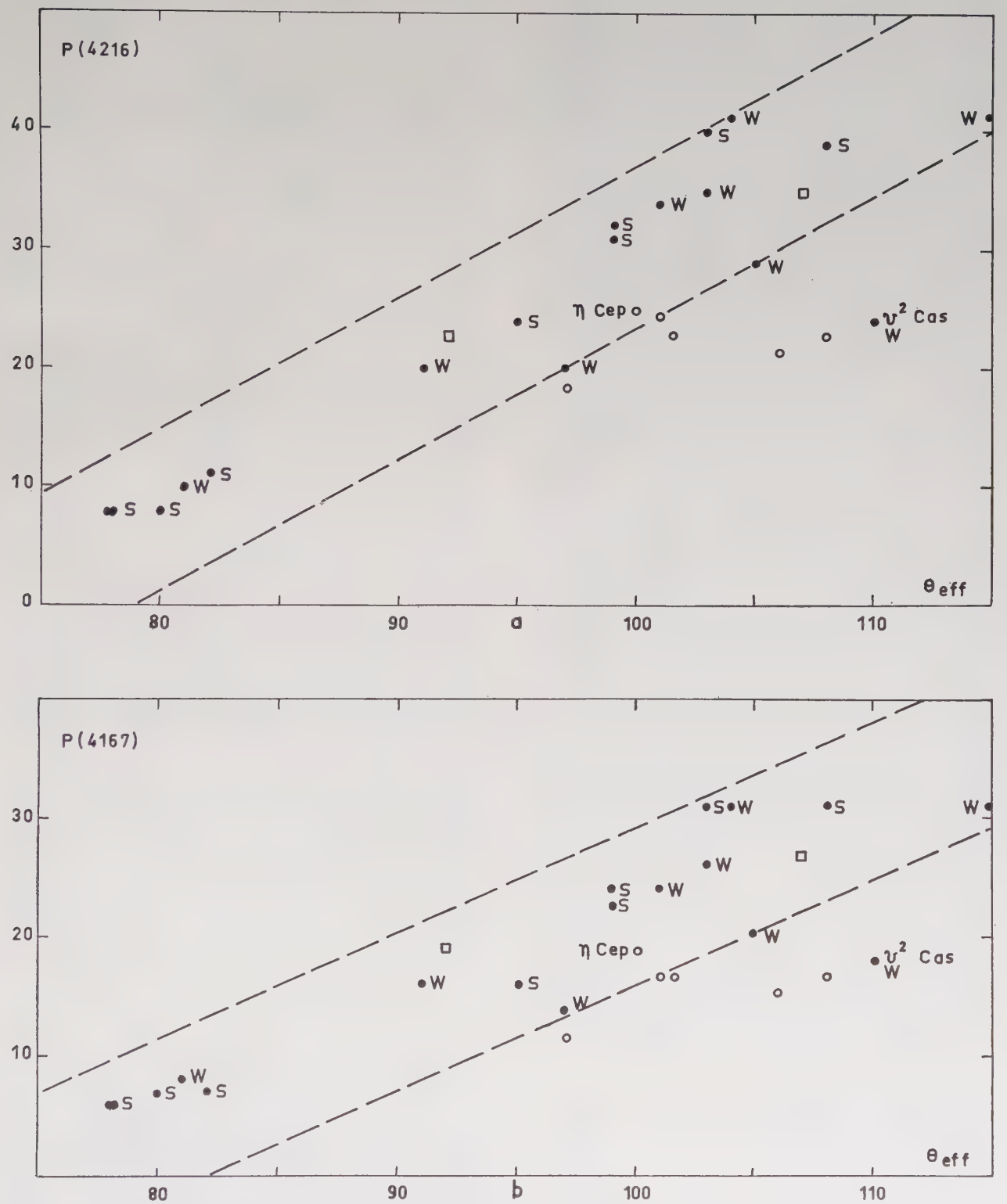

FIG. 12. — On a porté en abscisse θ_{eff} et en ordonnée respectivement les mesures des têtes de bande de CN : P(λ 4216) (fig. 12*a*) et P(λ4167) (fig. 12*b*). Les étoiles classées *wk* CN par Miss ROMAN sont représentées par des cercles. Les deux carrés représentent des étoiles notées « 4150 » par Miss ROMAN.

l'espace à trois dimensions (λ_1, D, $\varnothing_b$). Weîmann (1955, 1957) et Pasinetti (1961) attribuent la différence d'intensité des raies, quand elle existe, à des effets de luminosité ou de température et non à l'abondance. Enfin Fernie (1965) n'a pas trouvé de corrélation entre ses mesures de la raie Ca I λ 4226 et les caractères *wk-l* et *st-l*.

Effectivement, les distributions des abondances [Fe/H] dans les groupes *wk-l* et *st-l* ne montrent pas de différences notables. La comparaison des deux distributions par le test en χ^2 montre que ces différences ne sont absolument pas significatives. Il faut toutefois noter que les abondances [Fe/H] du tableau IV sont déterminées avec une certaine erreur, et que les distributions des [Fe/H] examinées sont moins aiguës que les distributions des abondances réelles : ce sont ces dernières distributions qui devraient être comparées en toute rigueur. On peut alors se tourner vers le test de la distance des moyennes : cette distance est faible ($d = 0{,}033$) et plus petite que l'estimation directe de son écart-type $\sigma = 0{,}048$. En toute rigueur, il faut noter que, comme dans le cas précédent, l'écart-type σ est augmenté par les erreurs commises sur les valeurs de [Fe/H]. Mais si l'on tient compte de cet effet la conclusion subsiste : les moyennes des distributions d'abondance des deux groupes de Miss Roman ne montrent pas de différence *significative*.

On peut penser à d'autres effets. L'étude des magnitudes absolues montre qu'il n'y a pas de différence notable de luminosité entre les deux groupes. On ne trouve pas de différence dans la distribution des vitesses de rotation. On pourrait penser à un effet de microturbulence, mais d'après Conti et Deutsch (1966) il faudrait s'attendre à une différence de distribution de l'excès d'ultra-violet dans les deux groupes, ce que l'on ne remarque pas.

Un des arguments employé en faveur de la classification de Miss Roman est la différence de distribution des vitesses dans les groupes *wk-l* et *st-l*. Les distributions de la composante V sont représentées sur la figure 13 pour la cinquantaine d'étoiles étudiées ici. Séparons l'ensemble des étoiles étudiées en quatre séries, d'après leurs abondances :

1) $[\mathrm{Fe/H}] \leqslant -0{,}45$.
2) $-0{,}45 < [\mathrm{Fe/H}] \leqslant -0{,}25$.
3) $-0{,}25 < [\mathrm{Fe/H}] < 0{,}15$.
4) $0{,}15 \leqslant [\mathrm{Fe/H}]$.

Les étoiles des séries 2) et 4) que nous appellerons respectivement groupe I et II devraient correspondre à peu près aux groupes *wk-l* et *st-l*. Les distributions de la composante V (fig. 14) pour les

Fig. 13. — Distribution de la composante V de la vitesse spatiale pour les étoiles *wk-l* ou *st-l* étudiées dans ce travail ; on trouve une assez faible différence entre les deux distributions.

groupes I et II sont bien plus différentes que pour les étoiles *wk-l* et *st-l*.

Ces faits suggèrent l'existence d'une corrélation entre l'abondance et les caractères *wk-l* et *st-l*, corrélation assez faible pour être non significative, mais assez forte pour assurer une certaine différence entre les distributions des vitesses des étoiles *wk-l* et *st-l*.

I-3. Étude de quelques sous-naines.

Rappelons que l'on désigne par « sous-naine » une étoile qui, sur une représentation dans le plan (B-V, M_V), se place sous la séquence des Hyades. Dans tous les cas bien nets observés jusqu'à présent, une telle position s'explique par une valeur anormalement faible de l'indice B-V, ce qui écarte le point représentatif de la séquence vers la gauche et l'amène ainsi sous la séquence. L'anomalie de l'indice B-V est expliquée par la faiblesse anormale des raies des métaux, qui entraîne, pour l'indice U-B, une valeur, elle aussi, anormalement faible.

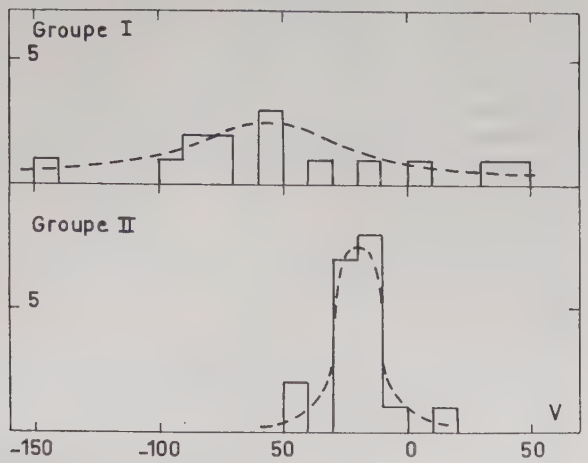

FIG. 14. — Distribution de la composante V pour deux groupes d'étoiles, sélectionnées parmi l'ensemble des étoiles étudiées dans ce travail. Le groupe I comprend les étoiles modérément pauvres en métaux et le groupe II les étoiles riches. Les distributions sont nettement différentes dans chaque groupe.

La faiblesse des raies des métaux est généralement expliquée par la faible abondance des métaux. La microturbulence peut toutefois jouer un certain rôle (CONTI et DEUTSCH, 1966) et il est intéressant de vérifier, par une méthode insensible à la microturbulence, si ces « sous-naines » sont effectivement pauvres en métaux.

On a étudié toutes les « sous-naines photométriques » de la liste de EGGEN et SANDAGE (1959) qui vérifient simultanément les trois conditions suivantes :

1) parallaxe supérieure à 0″,055 ;
2) déclinaison positive ;
3) type spectral compris entre F5 et K0 (inclus).

Pour ces étoiles, les colonnes successives du Tableau VI donnent le numéro d'ordre le nom usuel, les données tirées de l'article de EGGEN et SANDAGE (dans les colonnes 3 à 6), la magnitude absolue qui correspond, sur la séquence des Hyades, à l'indice B-V, observé pour l'étoile, la détermination de B-V déduite des mesures P(λ), et les déterminations de [Fe/H] et [Ca/H] tirées du Tableau IV. Toutes les étoiles étudiées, sauf deux, sont déficientes en fer par un facteur égal au moins à deux. Les étoiles 45 Boo et HD 193664 ont pratiquement la même abondance en fer et en calcium que le soleil. Ce sont elles qui ont les excès d'ultraviolet les plus faibles. Ce sont celles aussi pour lesquelles le caractère de sous-naine est le moins bien établi par leur parallaxe.

On a enfin étudié trois étoiles de la liste de DAVIDSON et PAGEL (1961). Les résultats sont donnés dans le Tableau VII.

I-4. ÉTUDE DU GROUPE σ PUP.

EGGEN (1964*a*) a sélectionné un « groupe » (ou amas mouvant) d'étoiles dont l'âge est de l'ordre de celui de NGC 188. Les étoiles qui le constituent ont un excès d'ultraviolet, et le Tableau VIII montre que les membres probables ou possibles étudiés ont pour la plupart une abondance [Fe/H] de l'ordre de — 0,30.

I-5. ÉTUDE DE QUELQUES ÉTOILES VIEILLES.

EGGEN (1964*a*) a donné une liste des étoiles qui, dans le plan (B-V, M_V), se situent le plus sûrement au-dessus de la séquence des Hyades. Le Tableau IX

TABLEAU VI

ABONDANCES EN FER ET EN CALCIUM D'UN ÉCHANTILLON DE SOUS-NAINES PHOTOMÉTRIQUES

N°	NOM	π	B-V	$\delta(U$-$B)$	M_V	M_V (B-V)	$(B$-$V)_{cal}$	[Fe/H]	[Ca/H]
9	μ Cas	0″,136 ± 7	0,71	0,16	5,81	5,4	0,68	— 0,37	— 0,20
44	HD 65583	056 5	70	0,08	5,75	5,3	0,72	— 0,50	— 0,50
60	Gr 1830	116 5	74	0,15	6,72	5,6	0,74	— 1,50	— 1,05
63	10 CVn	065 7	54	0,07	5,04	4,4	0,57	— 0,40	— 0,40
72	HD 126053	061 6	63	0,09	5,19	4,9	0,65	— 0,30	— 0,36
77	45 Boo	061 7	42	0,03	3,87	3,6	0,43	+ 0,04	+ 0,00
80	HD 144579	080 5	73	0,09	6,19	5,5	0,75	— 0,46	— 0,64
110	HD 193664	066 5	58	0,05	5,04	4,7	0,61	— 0,07	— 0,08
129	85 Peg	086 5	67	(0,11)	5,43	5,1	0,68	— 0,64	— 0,34

TABLEAU VII

Abondances de trois « sous-naines possibles »

No	Nom	π	[Fe/H]	[Ca/H]
83	HD 150706	0″,056 ± 0″,013	— 0,05	+ 0,02
86	HD 154345	0″,062 ± 5	+ 0,06	+ 0,16
88	HD 158633	0″,076 ± 5	— 0,26	— 0,37

donne pour cinq étoiles de cette liste : le numéro d'ordre, le nom usuel, l'indice de couleur, l'excès d'ultraviolet, les magnitudes absolues suivantes : déduite de la parallaxe trigonométrique (col. 5) ; correspondant, sur la série principale des Hyades, à l'indice de couleur B-V (col. 6) ; correspondant à l'indice de couleur corrigé du « blanketing » (col. 7) ; calculée d'après la formule (12) (col. 8) ; et enfin les valeurs de [Fe/H] et [Ca/H] tirées du Tableau IV ou de la littérature. Trois sur cinq de ces étoiles voient leur position au-dessus de la série principale confirmée par les valeurs de M_V calculées d'après la formule (6). Les excès d'ultraviolet sont nets, les abondances [Fe/H] sont analogues à celle du soleil voire même plus fortes. Ceci peut s'expliquer de plusieurs façons :

1) d'après les mesures de Gallouët, on trouve que l'excès d'ultraviolet du soleil est de l'ordre de 0,07 ;

2) ces étoiles pourraient être des doubles serrées, ce qui fausserait B-V et U-B. Cette explication ne semble pas devoir être retenue ; les valeurs de B-V du Tableau V confirment les valeurs observées sauf pour HR 3881 : mais dans ce cas la valeur 0,67 doit être considérée comme erronée (cf. errata d'Eggen dans A. J. **71**, p. 76).

3) enfin la microturbulence pourrait être particulièrement faible dans l'atmosphère de ces étoiles.

TABLEAU VIII

Abondances de quelques membres du groupe σ Puppis

No	Nom	[Fe/H] calc.	[Ca/H] calc.	$\delta(U$-$B)$
23	HD 21543	— 0,31	— 0,38	+ 0,13
28	HD 30649	— 0,04	— 0,16	+ 0,07
32	φ^2 Ori	— 0,32	— 0,52	
51	HD 89192	— 0,22	— 0,34	(0,17)
80	HD 144579	— 0,46	— 0,64	+ 0,08

TABLEAU IX

Magnitudes absolues et abondances de quelques étoiles « vieilles »

No	Nom	B-V	$\delta(U$-$B)$	M_V trig.	M_V (B-V) SP Hyades	M_V (C) SP Hyades	M_V calc.	[Fe/H] calc.	[Ca/H] calc.	[Fe/H] calib.	[Ca/H] calib.
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12
11	HR 483	0,63	+ 0,05	4.6	4.9	5.1	4.5	+ 0,07	+ 0,06	+ 0,24	+ 0,18
33	χ^1 Ori	0,59	+ 0,06	4.4	4.7	5.0	5.2	+ 0,06	+ 0,29		
50	81 Cnc	0,73	+ 0,06	5.3	5.5	5.8	5.9	+ 0,04	+ 0,20		
53	HR 3881	0,67	+ 0,11	4.2	5.1	5.7	3.7	+ 0,08	+ 0,07		
87	72 Her	0,61	+ 0,06	4.6	4.9	5.1	4.2	— 0,39	— 0,48	— 0,36	— 0,11

CHAPITRE II

Étude d'étoiles froides proches du soleil

II-1. Intérêt d'une telle étude.

L'étude de l'histoire de notre Galaxie ne peut se fonder que sur une connaissance aussi précise que possible de son état actuel. Il est alors tout indiqué de prendre pour point de départ l'ensemble des étoiles *proches du soleil*. C'est en effet le seul ensemble qui puisse être étudié de façon détaillée. On y bénéficie, mieux que pour tout autre ensemble d'étoiles, d'un assez bon recouvrement des mesures des paramètres spatiaux, cinématiques et physiques. En particulier on dispose d'un grand nombre de parallaxes. Enfin les couleurs observées ne sont affectées d'aucun rougissement sensible.

D'autre part, l'étude de l'histoire de notre Galaxie se fera au mieux à partir des étoiles qui n'ont pas évolué depuis leur formation (ou plus exactement qui ne se sont pas encore écartées sensiblement de la Série Principale depuis qu'elles l'ont atteinte). Alors on peut admettre que la composition chimique de leur atmosphère est celle du milieu interstellaire à partir duquel elles se sont formées. Nous limiterons donc notre étude aux naines proches du soleil dont la masse est faible, ce qui correspond pratiquement aux naines froides. Ainsi nous aurons des informations sur la composition chimique des étoiles à différentes époques, dans la mesure où l'échantillon contient des étoiles formées à différentes époques. Cette information est, bien entendu, limitée puisqu'elle se rapporte seulement à la matière qui a formé les étoiles vérifiant la condition : « être proche du soleil à l'époque actuelle ».

Ces étoiles n'ont pas toujours été proches du soleil et apportent de l'information sur la composition chimique d'une zone assez vaste du disque, mais pas sur tout le disque et il conviendra d'en tenir compte avant de généraliser.

II-2. Sélection de l'échantillon.

Gliese (1957) a dressé un catalogue des étoiles plus proches que 20 parsecs d'après leur parallaxe trigonométrique ou leur parallaxe spectroscopique. Même parmi les étoiles dont la distance est fixée par la parallaxe trigonométrique, la précision de cette distance est très variable. C'est pourquoi les auteurs qui ont étudié les étoiles proches du soleil ont jusqu'à présent sélectionné celles dont les parallaxes étaient les plus précises. Cependant de telles conditions risquent de renforcer un effet de sélection, déjà présent, en faveur des étoiles à grand mouvement propre. Il est, en effet, probable que les parallaxes ont été mesurées surtout pour les étoiles dont le mouvement propre est grand. Or, toutes choses égales d'ailleurs, à un grand mouvement propre correspond une grande vitesse, et à une grande vitesse une plus forte probabilité de déficience en métaux. Comme on se propose d'étudier les fréquences des différentes compositions chimiques, il serait particulièrement fâcheux d'accentuer, si peu que ce soit, un effet de sélection en faveur des étoiles déficientes en métaux.

Par contre, seules ont été étudiées les étoiles dont la parallaxe est strictement supérieure à $0''{,}055$, ce qui correspond à une distance d'environ 17parsecs. Cette précaution permet d'éliminer la plupart des étoiles d'éclat *anormalement faible*, dont l'observation aurait demandé beaucoup de temps au télescope. Or, si l'on juge d'après les étoiles correspondantes de parallaxe supérieure à $0''{,}055$ (Tableau X) il s'agit de naines *lointaines* incluses à tort dans le catalogue de Gliese par suite d'une erreur sur leur parallaxe. Elles auraient dues être finalement rejetées de l'échantillon, ce qui aurait sensiblement abaissé le rendement du télescope.

La deuxième condition porte sur la masse. Il revient au même, dans le cas de la Série Principale, de la faire porter sur la température; en pratique, on se servira de la couleur ou, à défaut, du type spectral. C'est l'étude photométrique des amas globulaires et des vieux amas ouverts qui permet de fixer la couleur à partir de laquelle les étoiles d'âge correspondant n'ont pas encore pu quitter la Série Principale. Si l'on tient compte des corrections de rougissement interstellaire et si on ramène les couleurs des étoiles d'amas globulaires à celles qu'elles auraient si elles avaient une abondance normale, on trouve que la position du coude (le « turn-off point » des auteurs anglo-saxons) des amas globulaires et de NGC 188 se situe à peu près au

même endroit c'est-à-dire à l'indice de couleur corrigé $(B\text{-}V)_c = 0{,}60$ environ (Sandage, 1962). Évidemment, rien ne nous assure que les amas globulaires et NGC 188 soient les plus vieux objets de la Galaxie. D'après Eggen (1964*a*) le groupe σ Pup (qui n'était pas connu à l'époque où fut choisi l'échantillon) dessine un coude qui se situe vers $(B\text{-}V)_c = 0{,}64$. Il serait donc possible que, dans l'échantillon, la série principale soit privée d'étoiles vieilles entre les valeurs 0,60 et 0,64 de l'indice $(B\text{-}V)_c$. Toutefois la différence entre 0,60 et 0,64 est faible et correspond à un intervalle de temps pendant lequel la magnitude absolue des étoiles ne diminue que de 2 unités au plus. Il suffit donc d'inclure dans l'échantillon les étoiles qui se trouvent jusqu'à 2 magnitudes au-dessus de la Série Principale. Ceci ne changera rien pour les étoiles jeunes et permettra d'inclure dans l'échantillon les étoiles très vieilles qui auraient déjà un peu évolué et quitté la Série Principale. On admet que, dans la première phase de l'évolution au moins, la composition chimique de l'atmosphère de l'étoile reste inchangée (nous excluons le lithium de cette discussion).

Les indices de couleur d'une grande partie des étoiles de l'échantillon n'étaient pas encore mesurés au moment où le programme d'observation a été établi et leurs mesures n'ont progressé que très lentement. Il a donc fallu choisir les étoiles d'après les types spectraux, ce qui est beaucoup moins satisfaisant. Toutefois on peut admettre qu'il y a une bonne corrélation entre les types spectraux et l'indice $B\text{-}V$ de sorte que cette façon de procéder ne devrait pas introduire d'erreur systématique dans la sélection. Par contre, les deux modes de sélection introduisent une erreur systématique par le fait qu'ils dépendent non seulement de T_{eff} mais de la composition chimique. Nous reviendrons sur ce point par la suite. En fait, nous avons placé la limite « supérieure » au type spectral G2 inclus. La limite « basse » est K1. Elle est imposée par des raisons techniques. En effet la dispersion du spectrographe employé est plus grande dans le violet que dans le bleu, ce qui est défavorable dans le cas des étoiles froides. Pour une étoile K2 la partie bleue du spectre se trouve sur-exposée avant que la partie violette ne soit suffisamment exposée. Nous arrêtons donc notre étude au type spectral K1 (inclus).

Enfin deux autres conditions sont encore imposées par des raisons techniques :

— déclinaison positive ;

— magnitude photographique inférieure à 11.

La première condition évite les fortes absorptions atmosphériques et assure ainsi un bon rendement du télescope. La deuxième condition correspond à la limite instrumentale. On constate qu'elle exclut seulement les naines blanches.

II-3. Effets systématiques dans la sélection.

Nous avons déjà vu que les parallaxes avaient été mesurées surtout pour les étoiles à grand mouvement propre, donc surtout pour les étoiles à grande vitesse. Il est difficile d'évaluer l'importance de cet effet. Il faudrait pour en avoir une idée, que toutes les étoiles jusqu'à la magnitude apparente visuelle 7,2 aient une parallaxe ou au moins un type spectral à deux dimensions (par exemple dans le système MK).

D'autre part la limitation par un type spectral donné peut favoriser ou défavoriser les étoiles suivant leur composition chimique. On sait, en effet, que l'abondance en métaux réagit sur la classification spectrale (une des preuves possibles est l'étroite corrélation qui existe entre le type spectral et l'indice de couleur $B\text{-}V$ quel que soit le type spectral). Ainsi, par exemple, les étoiles riches en métaux ayant des masses égales à celles des naines normales de type moins avancé que G2, se verront attribuer des types plus tardifs que G2 et seront incluses à tort dans l'échantillon. L'inverse se produit à la limite K1, et les deux effets tendent à se compenser au moins partiellement. Un calcul fait à partir de l'échantillon montre que, globablement, il y aurait environ une étoile riche en trop et une étoile pauvre en moins dans l'échantillon à cause de cet effet. Nous considérerons que cette altération est négligeable.

II-4. Étude critique de l'échantillon.

Pour les étoiles sélectionnées de la manière indiquée ci-dessus on peut, à partir de la magnitude apparente et de la parallaxe calculer la magnitude absolue : nous l'appellerons magnitude absolue trigonométrique. Pour les cinq étoiles reportées dans le Tableau X l'accord entre la magnitude absolue trigonométrique et notre estimation de M_V est particulièrement mauvais. Dans les colonnes successives du Tableau X on donne le numéro d'ordre, le nom usuel, la parallaxe indiquée dans le catalogue de Gliese avec l'erreur probable, la magnitude visuelle apparente, la magnitude absolue trigonométrique, la magnitude absolue calculée d'après la formule (10). Apparemment les parallaxes trigonométriques sont nettement trop grandes. On remarquera que les parallaxes de ces cinq étoiles sont justement parmi les plus imprécises de tout l'échantillon. Il n'est sans doute pas inutile d'employer une autre source

TABLEAU X

ÉTOILES DONT LES PARALLAXES SEMBLENT TROP GRANDES

Nº	Nom	π	M_V	M trig.	M calc.	V_r	μ_α	μ_δ	M cin.
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10
58	HD 97334	(0″,064)	6,4	5,4	4,1	— 2,6	— 0″,0224	— 0″,177	7,5
73	BD 27°2411	0″,057 ± 018	9,5	8,3	6,4	— 76	0 ,023	0 ,00	— 2,3
96	BD 15°3364	0″,070 ± 010	7,2	6,4	5,0	+ 25,5	0 ,0044	— 0″,206	3,6
100	HD 175541	0″,065 ± 013	8,0	7,1	3,3	+ 13,4	0 ,0008	— 0″,086	3,2
116	BD 62°1916	0″,070 ± 018	9,5	8,7	6,2	(— 51)	0 ,020	+ 0″,28	5,1

d'information avant de rejeter définitivement ces étoiles de l'échantillon.

On peut estimer la parallaxe ou les magnitudes absolues en comparant les mouvements propres aux vitesses radiales et en admettant l'isotropie des vitesses. Naturellement cette méthode statistique ne s'applique qu'à des groupes qui comprennent de nombreuses étoiles. Il est toutefois intéressant de l'appliquer à nos cinq étoiles. Nous estimerons M_V en employant la formule de Jones (1964). Dans le Tableau X on trouve dans la 7e colonne la vitesse radiale adoptée, puis les mouvements propres, et (col. 10) l'estimation de M_V que nous appellerons « magnitude absolue cinématique ». Les résultats montrent que, dans quatre cas sur cinq, la parallaxe trigonométrique est trop grande. Cette méthode contribue donc à nous faire rejeter les cinq étoiles, bien qu'elle ne puisse pas être considérée comme décisive à elle seule, car elle se rapporte à un trop petit nombre d'étoiles. Peut-être même les données cinématiques ne sont-elles pas très précises. Les vitesses ont été prises dans le catalogue de Wilson ou, à défaut, dans la liste de Leaton et Pagel (1960). Il semble que les vitesses radiales des étoiles BD 15°3364 et BD 62°1916 n'aient pas été publiées. Elles ont donc été mesurées, en utilisant comme intermédiaire les longueurs d'onde données par Boulon (1963). En général deux spectres seulement ont été mesurés. Les mesures ont toujours été faites différentiellement par rapport à une étoile voisine dans le ciel et de vitesse radiale bien connue. De plus la vitesse radiale de l'étoile BD 27°2411 a été mesurée à titre de contrôle : elle coïncide pratiquement avec la valeur publiée par Leaton et Pagel.

Il convient de noter ici que les deux mesures de la vitesse radiale de BD 62°1916 sont discordantes. Il s'agit probablement d'une double spectroscopique. Dans le Tableau X, on a porté la moyenne des deux mesures.

II-5. Distributions des abondances en métaux.

La figure 15 montre la forme de la distribution des abondances [Fe/H] de dixième en dixième pour l'échantillon observé (moins les cinq étoiles discutées dans le paragraphe précédent). Dans l'ensemble elle confirme les distributions trouvées par d'autres auteurs. La distribution de la figure 15 est un peu différente de la distribution trouvée sur 53 étoiles de type G, proches du soleil, par Van den Bergh et Sackmann (1965). Elle est proche de la distribution trouvée par Eggen (1964*a*) à partir de l'excès d'ultraviolet pour les étoiles de type G, plus brillantes que la magnitude 5,5. Pourtant les deux échantillons sont différents. En particulier, la sélection d'Eggen comporte une condition sur la magnitude apparente. La distribution de la figure 15 est assez proche de la distribution trouvée par Eggen pour un deuxième échantillon sélectionné de la même manière mais jusqu'à une magni-

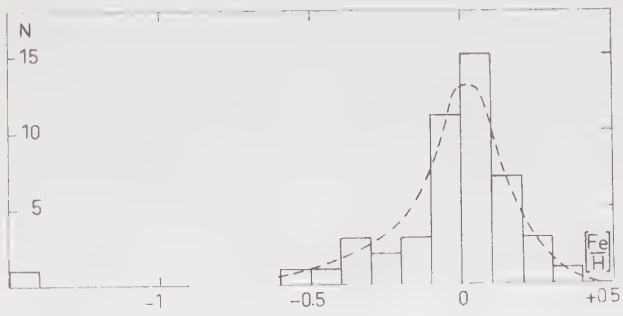

Fig. 15. — Distribution des abondances [Fe/H] tirées du Tableau IV pour l'échantillon considéré. On remarque que cette distribution est asymétrique.

tude limite plus grande. La distribution de la figure 15 est toutefois assez différente de celle trouvée par Eggen pour un troisième échantillon d'étoiles sélectionnées parce que leur vitesse radiale était connue avec précision. On pouvait s'y attendre puisque les étoiles dont on mesure la vitesse radiale sont souvent des étoiles à grands mouvements propres.

La proportion d'étoiles dont l'abondance vérifie la condition :

$$-0{,}3 \leqslant [\mathrm{Fe/H}] < 0{,}3,$$

est de 85 % d'après notre échantillon, 86 % et 79 % d'après les deux premiers échantillons d'Eggen et 63 % seulement pour le troisième.

Schmidt (1963) a considéré un échantillon de 56 étoiles extrait du catalogue d'Eggen (1962). Si l'on transforme les excès d'ultraviolet de ces étoiles en abondance [Fe/H] d'après la relation donnée par Eggen (1964*a*) entre $\Delta(B\text{-}V)$ et A, on trouve encore que 85 % des étoiles ont des abondances comprises dans l'intervalle $-0{,}3 < [\mathrm{Fe/H}] < 0{,}3$.

Dixon (1966) a considéré les étoiles vérifiant simultanément les conditions suivantes :

— étoile mesurée dans le système *UBV* ;

— étoile dont la classe de luminosité est V ou VI ;

— étoile dont la distance est inférieure à 100 parsecs.

La troisième condition élimine la possibilité d'un rougissement interstellaire notable (Strömgren, 1962). Dixon a pondéré son échantillon, pour en ramener la distribution des vitesses à celle des étoiles correspondantes du catalogue de Gliese. Ainsi, on peut penser qu'il a ramené la répartition des abondances de son échantillon à celle des étoiles G contenues dans une sphère centrée sur le soleil, mais dans la mesure seulement où la vitesse spatiale est corrélée à l'abondance. Le résultat obtenu (sa figure 3) montre qu'environ 90 % des étoiles ont leur abondance [Fe/H] comprise entre — 0,3 et + 0,3.

En résumé, la distribution des abondances des étoiles proches du soleil semble analogue à celle que différents auteurs ont déduit d'échantillons sélectionnés d'une manière plus ou moins complexe. Dans cette mesure (et dans cette mesure seulement) notre travail confirme les conclusions qu'en tirent Schmidt et Dixon. Cependant nos déterminations de [Fe/H] sont affectées d'erreurs et il est clair que la distribution des abondances dans l'échantillon est en réalité plus aiguë que ne le montre la figure 15. Mettons à part les étoiles dont l'abondance [Fe/H] est inférieure à — 0,3, qui représentent environ le dixième de l'échantillon : leur déficience peut être tenue pour certaine. Les étoiles restantes se répartissent autour de la valeur [Fe/H] = + 0,03 avec un écart-type $\sigma = 0{,}15$. Cet écart-type est à peine supérieur à celui des déterminations de [Fe/H] effectuées d'après les mesures P(λ). L'erreur des déterminations de [Fe/H] est peut-être évaluée trop largement, surtout si on tient compte de l'homogénéité des mesures P(λ) et de leur caractère différentiel. Mais les résultats ne permettent pas d'affirmer que la dispersion des valeurs de [Fe/H] montrée par la figure 15 est essentiellement réelle. Ces résultats ne sont pas en désaccord avec les données de Schmidt et de Dixon, mais soulignent l'importance qu'aurait, pour assurer les conclusions de ces auteurs, un matériel plus étendu et connu avec plus de précision.

Becker (1965) admet que la densité des étoiles de population II au voisinage du soleil est de 10 % au moins. Notre échantillon montre une seule étoile (Gr. 1830) qui se détache nettement, du côté des abondances faibles, ce qui correspondrait à un pourcentage de 2 % seulement. Mais la distribution des abondances est visiblement asymétrique, et il est possible de la représenter par la superposition de :

1) une distribution symétrique comprenant 90 % des étoiles ;

2) la « distribution restante », comprenant 10 % des étoiles, toutes nettement, mais modérément, déficientes en métaux.

Les étoiles de la « distribution restante » ne sont pas des exemples typiques de ce que l'on appelle habituellement population du halo. Mais les travaux de Schmidt et de Dixon montrent précisément que les étoiles du halo formées tardivement peuvent avoir des abondances comprises entre — 0,3 et — 0,15.

Les étoiles de la « distribution restante » pourraient donc être identifiées avec les étoiles de Population II de Becker. L'étude d'un échantillon plus important serait souhaitable.

II-6. Corrélation entre paramètres cinématiques et chimiques.

On savait depuis longtemps (Adams, 1915) que l'on trouvait certaines particularités dans le spectre des étoiles à très grande vitesse. Dès les travaux de Chamberlain et Aller (1951), il est apparu que ces particularités s'expliquaient par une déficience en éléments lourds. Depuis, un grand nombre d'études ont été faites sur ce sujet, en partie pour vérifier les idées émises par Burbidge *et al.* (B^2FH, 1957). Wallerstein (1962) a étudié les vitesses des trente-et-une naines brillantes de type G dont il donne en même temps les abondances, déterminées

à partir de spectres à assez grande dispersion, par la méthode des courbes de croissance. Les autres auteurs qui ont cherché à étudier un grand nombre d'étoiles, ont mes ré différents indices, et les ont suivant le cas, rattachés ou non à l'abondance en métaux déterminée par spectroscopie. Nous citerons seulement les articles suivants :

Roman (1955), Eggen *et al.* (1962), Strömgren (1964), Van den Bergh et Sackmann (1965). Beaucoup d'auteurs se sont intéressés surtout aux géantes. On en trouvera une liste dans l'article de Gyldenkerne (1964). Cependant l'interprétation de ces indices n'est pas toujours très sûre : ils sont sensibles à l'abondance, ils risquent de l'être aussi à la température, à la luminosité et à la microturbulence. Certaines mesures de photométrie sont même sensibles au rougissement interstellaire. Il est donc doublement intéressant de reprendre ces études sur un échantillon où n'intervient aucune limitation en magnitude apparente et où les abondances [Fe/H] sont déterminées d'une manière aussi exempte d'erreur systématiques qu'on puisse le faire actuellement, à partir de spectres à petite dispersion.

Les vitesses des étoiles de l'échantillon ont été calculées à partir des mouvements propres (ramenés au système N 30), des parallaxes et des vitesses radiales ; aucun effet systématique dû à nos mesures P(λ) n'est donc à craindre. Les distances péricentriques et apocentriques ainsi que l'excentricité ont été calculées d'après les formules de Eggen *et al.* (1962). Dans les colonnes du Tableau XI on donne successivement le numéro d'ordre de l'étoile, son nom usuel, son numéro dans le catalogue de Gliese (1957), la détermination de [Fe/H], les composantes U, V, W de l'étoile par rapport au soleil, la distance apocentrique R et péricentrique r, enfin

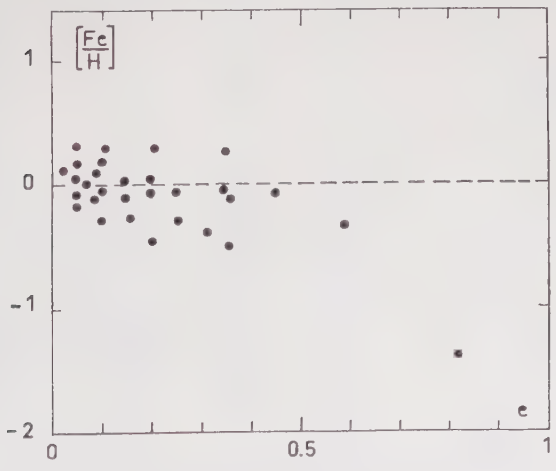

Fig. 16. — On a porté en abscisse l'excentricité e et en ordonnée l'abondance [Fe/H]. Cette figure est en bon accord avec la figure correspondante de Eggen *et al.* (1962).

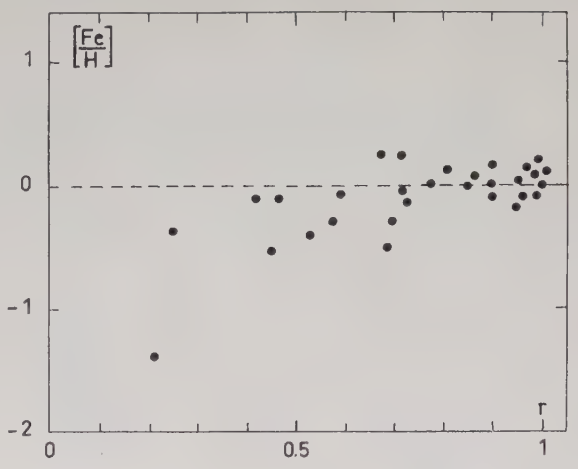

Fig. 17. — En abscisse on a porté la distance péricentrique r et en ordonnée l'abondance [Fe/H]. On devine une faible corrélation entre [Fe/H] et r.

l'excentricité e. Dans l'ensemble la figure 16 est en bon accord avec la figure correspondante de Eggen *et al.* On remarquera que la rareté des trajectoires à forte excentricité correspond à la rareté des abondances plus faibles que [Fe/H] = — 0,5. La figure 17 montre la corrélation entre l'abondance [Fe/H] et la distance péricentrique r. Dans les figures 16 et 17, les corrélations sont très faibles. Il en est de même dans la figure d'Eggen *et al.* qui correspond à la figure 16, si l'on supprime les étoiles à grande vitesse. Enfin le tableau montre la corrélation entre l'abondance et la valeur absolue moyenne des composantes V et W.

En résumé, l'étude spectroscopique des étoiles proches du soleil donne dans l'ensemble à peu près les mêmes résultats que les études photométriques d'échantillons sélectionnés de manière totalement différente. Ce résultat est indépendant de la microturbulence. Il serait souhaitable d'étendre la taille de cet échantillon en vue d'obtenir des résultats statistiques plus sûrs. Il serait également souhaitable d'avoir une meilleure sélection aux bornes. On pourrait l'obtenir par une extension de la photométrie *UBV* ou de préférence par l'observation d'un ensemble beaucoup plus large d'étoiles dont on extrairait un échantillon homogène. L'augmentation des moyens d'observation et de dépouillement devrait permettre d'arriver à ce résultat au cours des prochaines années.

Conclusion

Dans cette deuxième partie, l'utilisation des mesures et surtout des abondances et des magnitudes absolues trouvées dans la première partie,

TABLEAU XI

Échantillon des étoiles froides proches du soleil avec leurs caractéristiques cinématiques

N°	Nom	N° Gliese	[Fe/H]	U	V	W	R	r	e
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10
1	Soleil	0	+ 0,06	+ 0	+ 0	+ 0	1,20	0,99	0,09
2	HD 166	5	+ 0,09	+ 15	— 22	— 10	0,99	0,94	0,03
5	54 Psc	27	+ 0,03	— 38	— 20	+ 11	1,15	0,85	0,15
9	μ Cas	53	— 0,37	+ 40	— 155	— 34	1,01	0,26	0,59
11	HR 483	67	+ 0,07	+ 36	— 18	+ 0	1,04	0,86	0,10
12	107 Psc	68	+ 0,01	— 35	— 25	+ 3	1,12	0,84	0,14
14	HR 511	75	+ 0,10	+ 22	— 15	— 5	1,03	0,98	0,03
21	κ Cet	137	+ 0,14	+ 22	— 5	— 5	1,13	0,99	0,07
35	HD 42807	230	— 0,09	— 6	— 25	— 5	1,02	0,90	0,06
38	HD 52711	262	— 0,04	+ 16	— 70	— 8	1,00	0,59	0,25
42	HD 62613	290	+ 0,01	+ 6	+ 6	— 33	1,26	1,00	0,11
44	HD 65583	295	— 0,50	+ 11	— 95	— 32	1,00	0,47	0,36
46	55 Cnc	324	+ 0,17	+ 20	— 6	+ 16	1,11	1,00	0,05
50	81 Cnc	337	+ 0,04	+ 63	— 4	+ 4	1,30	0,90	0,18
52	11 LMi	356	+ 0,32	+ 31	— 14	— 11	1,08	0,95	0,06
53	HR 3881	368	+ 0,08	— 9	— 5	+ 15	1,15	0,98	0,08
54	20 LMi	376	+ 0,24	+ 62	+ 53	+ 15	1.07	0,67	0,23
55	HD 90343	396	+ 0,21	— 3	+ 2	— 2	1,21	0,99	0,10
59	61 UMa	434	+ 0,07	— 8	— 15	— 4	1,06	0,95	0,05
60	Gr 1830	451	— 1,40	— 264	— 149	— 18	2,40	0,22	0,83
62	HD 110833	483	+ 0,05	+ 21	— 24	+ 13	1,01	0,92	0,05
70	HD 122742	538	+ 0,03	— 12	— 14	— 25	1,00	0,95	0,07
72	HD 126053	547	— 0,30	— 21	— 15	— 37	1,11	0,92	0,10
74	HD 130948	564	+ 0,07	— 2	+ 6	— 10	1,26	1,00	0,12
75	ξ Boo	566	— 0,08	— 7	+ 1	+ 1	1,21	0,99	0,10
76	HD 131511	567	— 0,08	+ 25	— 9	11	1,09	0,98	0,05
79	η Cr B	584	— 0,06	— 14	— 5	— 12	1,16	0,97	0,09
80	HD 144579	611	— 0,46	+ 34	— 56	— 22	1,01	0,68	0,20
81	14 Her	614	+ 0,16	— 23	— 7	— 9	1,18	0,94	0,11
83	HD 150706	632	— 0,05	— 14	— 6	— 10	1,16	0,97	0,09
84	ζ Her	635	— 0,03	+ 52	— 47	— 28	1,05	0,72	0,19
85	HD 152391	641	— 0,08	— 78	— 101	+ 9	1,11	0,42	0,45
86	HD 154345	651	+ 0,06	+ 69	— 12	— 34	1,25	0,86	0,19
87	72 Her	672	— 0,39	— 26	— 81	— 64	1,02	0,53	0,32
88	HD 158633	675	— 0,26	— 2	— 52	+ 6	1,00	0,70	0,17
92	μ Her A	695	+ 0,14	— 19	— 34	— 5	1,04	0,82	0,12
95	70 Oph A	702	— 0,14	— 8	— 20	— 20	1,03	0,93	0,05
101	HD 178428	746	— 0,08	— 25	— 1	— 14	1,25	0,95	0,14
103	HD 182488	758	+ 0,15	+ 22	— 12	— 3	1,05	0,98	0,03
104	31 Aql	759	+ 0,24	+ 122	— 25	— 23	1,46	0,71	0,35
105	σ Dra	764	— 0,05	— 30	+ 43	— 18	2,02	0,98	0,35
109	β Aql	771	— 0,13	+ 10	— 49	— 10	1,00	0,72	0,16
110	HD 193664	788	— 0,07	+ 35	— 6	— 18	1,16	0,96	0,09
111	η Cep	807	— 0,10	+ 34	— 97	+ 10	1,01	0,46	0,37
120	51 Peg	882	+ 0,19	+ 13	— 27	+ 15	1,00	0,90	0,05
127	γ Cep	903	+ 0,02	— 23	— 38	+ 1	1,04	0,78	0,14
129	85 Peg	914	— 0,28	+ 8	— 73	— 32	1,00	0,58	0,26

a permis d'obtenir les résultats suivants :

1) Nos mesures confirment la réalité du groupe des étoiles classées « wk-CN » par Miss Roman.

2) Les groupes *wk-l* et *st-l* de Miss Roman ne se distinguent ni par l'abondance en métaux, ni par la magnitude absolue. Comme ils ne se distinguent pas davantage par l'excès d'ultraviolet, il semble qu'un effet de microturbulence ne puisse les expliquer. De plus, ces deux groupes ne semblent pas se distinguer par les vitesses de rotation.

3) Les « sous-naines » sont en général déficientes en métaux. Celles qui ne le sont pas sont justement celles dont les parallaxes ne permettent pas d'affirmer qu'elles se placent en dessous de la Série Principale.

4) La plupart des membres (et membres probables) observés du groupe d'Eggen σ Puppis ont une abondance [Fe/H] voisine de — 0,3.

5) D'après les quelques étoiles étudiées, les étoiles très vieilles de la liste d'Eggen ne semblent pas avoir des parallaxes systématiquement fausses. Elles sont peu déficientes en métaux par rapport aux Hyades. Une partie de leur excès d'ultraviolet s'explique peut-être par une microturbulence particulièrement faible.

6) La distribution des abondances dans un échantillon complet d'étoiles non évoluées, dont la distance au soleil est inférieure à 17 parsecs, semble analogue à celles considérées par Schmidt et Dixon. D'après nos mesures, l'abondance de 90 % des étoiles ne peut être différenciée à coup sûr de celle du soleil. Cette conclusion est indépendante de la microturbulence.

Enfin, l'application de cette méthode à des étoiles de mouvements propres connus promet d'être fructueuse. Outre la vitesse radiale, les spectres permettront d'obtenir la magnitude absolue, la couleur intrinsèque et l'abondance en métaux des étoiles.

TABLEAU XII

Corrélation entre l'abondance en fer et les moyennes des composantes V et W

[Fe/H]	$\overline{\lvert V \rvert}$	$\overline{\lvert W \rvert}$	Nombre d'étoiles
—	—	—	—
de 0,35 à 0,15	33	12	8
de 0,15 à 0,05	29	9	11
de 0,05 à — 0,05	43	14	8
de — 0,05 à — 0,15	45	13	12
en-dessous de — 0,15	100	31	8

De là on pourra déduire les paramètres cinématiques et chimiques utiles pour l'étude de la Galaxie.

Ce travail a été commencé au laboratoire d'Astronomie de Lille et terminé à l'Observatoire de Paris-Meudon.

Je tiens à exprimer ici toute ma reconnaissance à M. V. Kourganoff qui m'a initié à l'astrophysique et à M. R. Cayrel qui a dirigé ce travail. Je remercie M. J. F. Denisse, directeur de l'Observatoire de Paris-Meudon, MM. J. Dufay et Ch. Fehrenbach, directeurs de l'Observatoire de Haute-Provence, M. D. Chalonge qui m'a fait bénéficier de sa grande expérience, et tous les collègues qui m'ont aidé de leurs conseils. Je remercie enfin le personnel de Lille, de Meudon et de l'O. H. P., et en particulier les techniciens de nuit du télescope de 120 cm.

Je dois mes remerciements aux astronomes qui m'ont communiqué leurs résultats avant publication : J. B. Alexander, D. Chalonge, J. L. Greenstein, G. H. Herbig, D. H. Jones, J. Jugaku, F. Van 't Veer.

ANNEXE I

Pour l'utilisation des formules (9), (10), (11) et (12) il faut :

1) remplacer les nombres entiers n qui sont entre parenthèses par 100 fois la mesure P(λ) de la raie dont le numéro est n dans le Tableau I ;

2) par exception, quand n a la valeur 7′, on le remplace par $f(y')$ avec :

$$y' = 100\,P(\lambda\,4173) - 33\,[P(\lambda\,4187) + P(\lambda\,4199) + P(\lambda\,4202)],$$

et

$$f(y') = -0{,}033\,y'^2 - 0{,}73\,y' - 3.$$

3) remplacer I par l'inverse de l'expression :

$$0{,}645 + 0{,}0341/[(H\gamma)_o - 0{,}095].$$

4) remplacer l'abondance F par une de ses déterminations approchées, soit celle donnée au paragraphe III-4, première partie :

$$F = -0{,}10\,(16) + 0.09\,(23) + 6{,}05\,(I) - 0{,}216\,(7')\,(I) - 0{,}047\,(12)\,(I) + 7{,}38.$$

ANNEXE II

Table de correspondance

Nº 1	Nom 2	HR 3	HD 4	GC 5	Wilson 6	Yale 7	Gliese 8
1	Soleil						
2		8	166	95	51	9	5
3			2925	643	300	néant	
4	ε And	163	3546	759	350	106	
5	54 Psc	166	3651	778	358	110	27
6	η Cas	219	4164	962	447	155	
7	υ^2 Cas	265	5395	1115	525	186	
8			6755	1392	663	229	
9	μ Cas	321	6582	1360	646	219	53
10	υ And	458	9826	1948	905	133	
11		483	10307	2050	944	350	67
12	107 Psc	493	10476	2080	957	356	68
13	τ Cet	509	10700	2123	979	365	
14		511	10780	2161	998	371	75
15	δ Tri	660	13974	2733	1259	464	
16	θ Per	799	16895	3277	1537	549	
17			17382	3359	1574	569	
18		885	18474	3588	1664	617	
19	ι Per	937	19373	3740	1734	647	
20			19445	3741	1735	648	
21	κ Cet	961	20630	3969	1838	691	137
22	ο Tau	1030	21120	4070	1882	711	
23			21543	4139	néant	725	
24	36 Per	1069	21770	4210	1948	737	
25	γ Tau	1346	27371	5226	2486	néant	
26	δ Tau	1373	27697	5304	2535	965	
27	ε Tau	1409	28305	5340	2605	987	
28			30649	5897	2851	1076	
29	α Aur	1708	34029	6427	3121	1187	194 A
30	λ Aur	1729	34411	6494	3155	1199	
31			38230	7199	3571	1314	
32	φ^2 Ori	1907	37160	6972	3461	1285	
33	χ^1 Ori	2047	39587	7419	3663	1354	
34			41788				
35		2208	42807	7921	3935	1435	230
36	κ Aur	2219	43039	7981	3945	1448	
37			44007		4005		
38		2643	52711	9292	4630	1647	262
39			59374	10037		1771	
40	κ Gem	2985	62345	10403	5149	1824	
41	β Gem	2990	62509	10438	5166	1826	286
42		2997	62613	10590	5222	1829	290
43			64090	10650	5240	1857	
44			65583	10281	5315	1889	295
45			74462		5784	2087	
46	55 Cnc	3522	75732	12244	5843	2117	324
47	(10 UMa)	3579	76943	12434	5914	2153	

Nº	Nom	HR	HD	GC	Wilson	Yale	Gliese
1	2	3	4	5	6	7	8
—	—	—	—	—	—	—	—
48	τ UMa	3624	78362	12646	5999		
49	16 UMa	3648	79028	12713	6024	2192	
50	81 Cnc	3650	79096	12693	6016	2193	337
51			81192	12978	6120		
52	11 LMi	3815	82885	13242	6201	2280	356 A
53	(15 LMi)	3881	84737	13497	6291	2316	368
54	20 LMi	3951	86728	13763	6376	2366	376
55			90343	14437		2444	396
56	47 UMa	4277	95128	15087	6790	2556	
57	ψ UMa	4335	96833	15340	6861		
58		4345	97334	15397	6878		417
59	61 UMa	4496	101501	16035	7092	2699	434
60	Gr 1830	4550	103095	16253	7170	2745	451
61	β CVn	4785	106516	17127	7563	2895	
62			110833	17326	7644	2933	483
63	10 CVn	4845	110897	17337	7646	2935	
64	31 Com	4883	111812	17455	7697	2955	
65	ε Vir	4932	113226	17687	7772	2987	
66	β Com	4983	114710	17874	7850	3015	
67	70 Vir	5072	117176	18212	7991	3076	
68	τ Boo	5185	120136	18637	8140	3144	
69		5270	122563	18965	8249		
70		5273	122742	18985	8257	3201	538
71	α Boo	5340	124897	19242	8341	3242	
72		5384	126053	19397	8401	3264	547
73			BD 27°2411			3329	561
74		5534	130948	19974	8622		564
75	ξ Boo	5544	131156	19991	8634	3360	566 A
76		5553	131511	20037	8648	3367	567
77	45 Boo	5634	134083	20342	8747	3416	
78	δ Boo	5681	135722	20523	8830	3449	
79	η Cr B	5727	137107	20696	8909	3480	584
80			144579	21623	9256	3650	611
81	14 Her		145675	21761	9305	3677	614
82		6199	150449	22398	9572	3791	
83			150706	22337	9549	3800	632
84	ζ Her	6212	150680	22464	9600	3799	635
85			152391	22728	9702	3827	641
86			154345	23011	9834	3877	651
87	72 Her	6458	157214	23446	10019	3946	672
88		6518	158633	23651	10096	3972	675
89		6538	159222	23770	10137	3984	
90	26 Dra	6573	160269	23874	10172	4013	
91	ω Dra	6596	160922	23944	10205	4036	
92	μ Her A	6623	161797	24138	10285	4060	695 A
93	ψ Dra A	6636	162003	24089	10263	4069	
94	ψ Dra B	6637	162004	24090	10264	4069 bis	
95	70 Oph	6752	165341	24641	10531	4137	702 A
96			BD 15°3364	24698		4148	703
97	99 Her	6775	165908	24700	10568	4153	
98	χ Dra	6927	170153	25122	10880	4245	
99	110 Her	7061	173667	25698	11212	4328	
100			175541	25968	11376	4383	736
101		7260	178428	26347	11593	4456	746
102	κ Cyg	7328	181276	26621	11756	4513	

Nº	Eom	HR	HD	GC	Wilson	Yale	Gliese
1	2	3	4	5	6	7	8
—	—	—	—	—	—	—	—
103		7368	182488	26774	11846	4539	758
104	31 Aql	7373	182572	26809	11861	4541	759
105	σ Dra	7462	185144	27050	11981	4607	764
106	16 Cyg A	7503	186408	27284	12083	4634	
107	16 Cyg B	7504	186427	27285	12084	4634 bis	
108	17 Cyg A	7534	187013	27369	12150	4654	
109	β Aql	7602	188512	27587	12266	4705	771
110		7783	193664	28252	12685	4849	788
111	η Cep	7957	198149	28962	13022	4966	807
112	31 Vul	7995	198809	29112	13096	4994	
113			199191	29160	13117	5001	
114			201891	29631	13327	5098	
115		8123	202275	29697	13348	5107	
116			BD 62º1916			5123	823
117	ι Peg	8430	210027	30932	13898	5345	
118	ξ Peg	8665	215648	31778	14308	5516	
119	σ Peg	8697	216385	31899	14362	5539	
120	51 Peg	8729	217014	32003	14411	5568	882
121	γ Psc	8852	219615	32415	14600	5632	
122	υ Peg	8905	220657	32585	14690	5670	
123	70 Peg	8923	221115	32667	14727	5686	
124			221170		14733		
125			221830	32800	14794	5706	
126	λ And	8961	222107	32832	14808	5716	
127	γ Cep	8974	222404	32875	14826	5725	903
128	ι Psc	8969	222368	32879	14828	5724	
129	85 Peg	9088	224930	33334	15044	5807	914 A

BIBLIOGRAPHIE

Adams W. S., 1915, *Ap. J.*, **42**, 187.

Alexander J. B., Stansfield R., 1966, *R. Obs. Bull.*, nº 119.

Barbier D., 1944, *Ann. Astrophys.*, **7**, 80.

Becker W., 1965, *Z. Astrophys.*, **62**, 54.

Boulon J., 1957, *J. Observateurs*, **40**, 107.

Boulon J., 1963, *ibid.*, **46**, 187.

Burbidge E. M., Burbidge, G. R., Fowler W. A., Hoyle F., 1957, *Rev. Mod. Phys.*, **29**, 547.

Buscombe W., Dickens C. R., 1964, *M. N. R. A. S.*, **128**, 499.

Cayrel R., Taffara S., 1953, *Mem. Soc. astr. Ital.*, **24**, 3.

Chalonge D., 1958, *Stellar Populations*, Éd. D. J. K. O'Connel (North-Holland Publ. Co., Amsterdam) = *Ric. Astr.*, **5**.

Chalonge D., 1959, IAU Symp. nº 10, *The H-R Diagram* = *Ann. Astrophys. Suppl.*, nº 8.

Chamberlain J. W., Aller L. H., 1951, *Ap. J.*, **114**, 52.

Conti P. S., Deutsch A. J., 1966, *Ap. J.*, **145**, 742.

Davidson M., Pagel B., 1961, *Observatory*, **81**, 250.

Deeming T. J., 1964, *M. N. R. A. S.*, **127**, 493.

Dessy J., Landi 1964, IAU Symp. nº **24**, *Spectral classification and Multicolour Photometry*, 1966.

Dixon M. E., 1966, *M. N. R. A. S.*, **131**, 325.

Eggen O. J., 1962, *R. Obs. Bull.*, nº 51.

Eggen O. J., 1964*a*, *Astr. J.*, **69**, 570.

Eggen O. J., 1964*b*, *R. Obs. Bull.*, nº 84.

Eggen O. J., Sandage A. R., 1959, *M. N. R. A. S.*, **119**, 255.

Eggen O. J., Lynden-Bell D., Sandage A. R., 1962, *Ap. J.*, **136**, 748.

Fernie J. D., 1965, *Astr. J.*, **70**, 675.

Gallouët L., 1964, *Ann. Astrophys.*, **27**, 423.

Gliese W., 1957, *Mitt. astr. Rechen-Inst. Heildelberg*, Série A, nº 8.

Gyldenkerne K., 1964, *Mat. Fys. Skr. Dan. Vid. Selsk.*, **2**, nº 9.

Helfer H. L., Wallerstein G., 1964, *Ap. J. Suppl.*, **9**, 81.

HOFFLEIT D., 1964, *Yale catalogue of Bright Stars.*
IRIARTE B., JOHNSON H. L., MITCHELL R. I., WISNIEVSKI W. K., 1965, *Sky Telesc.*, **30**, 21.
JOHNSON H. L., MORGAN W. W., 1953, *Ap. J.*, **117**, 313.
JOHNSON H. L., HARRIS D. L., 1954, *ibid.*, **120**, 196.
JONES D. H., 1964, Communication privée.
LEATON B. R., PAGEL B. E. J., 1960, *M. N. R. A. S.*, **120**, 317.
OKE J. B., 1957, *Ap. J.*, **126**, 509.
OKE J. B., 1959, *ibid.*, **130**, 487.
PASINETTI L. E., 1961, *Mem. Soc. astr. Ital.*, **32**, 4.
ROMAN N. G., 1950, *Ap. J.*, **112**, 554.
ROMAN N. G., 1952, *ibid.*, **116**, 122.
ROMAN N. G., 1955, *Ap. J. Suppl.*, **2**, 195.
SANDAGE A. R., 1957, *Ap. J.*, **125**, 435.
SANDAGE A. R., 1958, *Ric. Astr.*, **5**, 287.
SANDAGE A. R., EGGEN O. J., 1959, *M. N. R. A. S.*, **119**, 278.
SCARFE C. D., 1966, *Observatory*, **86**, 13.
SCHMIDT M., 1963, *Ap. J.*, **137**, 758.
SPITE F., 1963, *C. R. Acad. Sci.*, **256**, 3592 = *Publ. O. H. P.*, **6**, n° 29.
SPITE F., 1964*a*, *ibid.*, **258**, 1410 = *Publ. O. H. P.*, **7**, n° 6.
SPITE F., 1964*b*, *I. A. U. Symp.*, n° 24, *Spectral classification and multicolour photometry*, 1966.
STRÖMGREN B., 1962, *Interstellar Matter in Galaxies.* Éd. Woltjer, 38.
STRÖMGREN B., 1964, *Astrophys. Norv.*, **9**, 333.
VAN DEN BERGH S., 1962, *Publ. astr. Soc. Pacif.*, **74**, 308.
VAN DEN BERGH S., 1964, *R. Obs. Bull.*, **82**, 17.
VAN DEN BERGH S., SACKMANN I. J., 1965, *Astr. J.*, **70**, 353.
WALLERSTEIN G., 1962, *Ap. J. Suppl.*, **6**, 406.
WALLERSTEIN G., GREENSTEIN J. L., PARKER R., HELFER H. L., ALLER L. H., 1963, *Ap. J.*, **137**, 280.
WELLMANN P., 1955, *Z. Astrophys.*, **36**, 194.
WELLMANN P., 1957, *Z. Astrophys.*, **43**, 1.
WILDEY R. L., BURBIDGE E. M., SANDAGE A. R., BURBIDGE G. R., 1962, *Ap. J.*, **135**, 94.
WILSON O. C., 1959, *ibid.*, **130**, 499.
WILSON O. C., BAPPU V., 1957, *ibid.*, **125**, 661.
YOSS K. M., 1958, *Astr. J.*, **63**, 61.

Imprimerie TAFFIN-LEFORT, à Lille (France), — Hors-texte : BRUNISSEN, Paris, — *Published in France.*